

2

SECRETOS DEL COSMOS

COLIN A. ROMAN

BIBLIOTECA
BASICA SALVAT

COLIN A. ROMAN



SECRETOS DEL COSMOS

SALVAT EDITORES, S. A.

BIBLIOTECA BASICA SALVAT

Comité de Patronazgo

DAMASO ALONSO

Presidente de la Real Academia Española

MIGUEL ANGEL ASTURIAS

Premio Nobel de Literatura

MAURICE GENEVOIX

Secretario Perpetuo de la Academia de Francia

Esta colección BIBLIOTECA BASICA SALVAT, singular en el mundo por su lanzamiento y su tirada, constituye una aportación decisiva para la difusión de la cultura y la promoción del libro.

Resultado de la combinación de múltiples esfuerzos, BIBLIOTECA BASICA SALVAT ofrecerá un panorama completo de la cultura contemporánea y constituirá una auténtica y asequible biblioteca.

Título de la obra original:
MAN PROBES THE UNIVERSE

© Aldus Books Ltd. de Londres

© 1969 Salvat Editores, S. A.

Impreso en:

Altamira Rotopress, S. A. Padre Damián, 19 · Madrid · 1970

Printed in Spain

Depósito Legal: M. 444-1970

**Edición íntegra especialmente autorizada
para BIBLIOTECA BASICA SALVAT**

INDICE

	<u>Págs.</u>
EL TAMAÑO DEL UNIVERSO	11
El Sol y su familia, 15. — Las distancias de las estrellas, 22. — La Vía Láctea, 25. — Más allá de la Vía Láctea, 28. — El panorama cambiante del universo, 31. — Por qué estudiamos las estrellas, 38.	
POR QUÉ BRILLAN LAS ESTRELLAS	43
La atmósfera solar, 44. — La fotosfera y las manchas solares, 47. — El mundo de los átomos, 51. — Los rayos que atraviesan el espacio, 55. — Átomos y radiaciones, 59. — Los espectros y las estrellas, 60. — Interpretación de los datos, 65.	
LOS INSTRUMENTOS DE QUE DISPONE EL ASTRÓNOMO	73
Telescopios refractores, 74. — Telescopios reflectores, 78. — Fotografías del cielo, 83. — Las "huellas dactilares" de las estrellas, 89. — Medición del calor y la luz, 96. — Las ondas de radio del espacio, 99.	
VIDA Y MUERTE DE LAS ESTRELLAS	105
Brillo y temperatura de las estrellas, 105. — El tamaño	

de las estrellas, 111. — Los sistemas binarios y la masa de las estrellas, 115. — Cómo envejecen las estrellas, 122. — El nacimiento de las estrellas, 129.

ALGUNAS TEORÍAS SOBRE EL UNIVERSO 133

La vida y la muerte de las galaxias, 140. — Panorama del universo, 144. — ¿Cómo empezó el universo?, 153.

EL MÁS ALLÁ EN EL ESPACIO 159

La forma del espacio, 160. — ¿Hay vida en otros mundos?, 167. — Los observatorios espaciales, 175.

EL TAMAÑO DEL UNIVERSO

Todos sentimos gran curiosidad por las cosas que vemos y oímos en el mundo que nos rodea; continuamente nos formulamos preguntas acerca de ello. A veces preguntamos por el mero hecho de hacerlo, y nos contentamos con una respuesta general. Pero cuando estamos profundamente interesados nuestra actitud es bien distinta. Si la primera contestación no nos satisface preguntamos más, y si es posible procuramos que se muestre prácticamente la veracidad de las respuestas que nos han dado, es decir, llevamos a cabo un estudio científico.

El primer tema que los hombres trataron de esta manera fue la astronomía, o estudio de las estrellas. Quizá todo empezó por casualidad cuando los hombres primitivos, cansados después de la caza, dirigieron su mirada al cielo nocturno y observaron que ciertos grupos de estrellas presentaban configuraciones sencillas y fáciles de recordar. Con el tiempo, los hombres empezaron a preguntarse: ¿Por qué vemos algunos grupos de estrellas todo el año y otros sólo en verano? ¿Por qué parecen moverse de este a oeste del cielo a medida que avanza la noche? ¿Dónde están durante el día cuando no las podemos ver? ¿Cómo se explica que un grupo de estrellas que se pone por occidente un poco antes del amanecer sale de nuevo por oriente al anochecer? ¿Qué distancia nos separa de las estrellas? ¿Cuál es la causa de su brillo?

Los astrónomos de las civilizaciones primitivas ya intentaron encontrar respuestas adecuadas para explicar el movimiento de los cuerpos celestes. Pero hasta pasada la Edad Media no se pusieron de acuerdo sobre el hecho de que muchos de los movimientos aparentes de los planetas y de las estrellas eran realmente debidos al movimiento de la Tierra. No se dio una respuesta cierta sobre la distancia que nos separa de las estrellas hasta los comienzos de la era industrial. Y sólo en la era atómica los astrónomos han conseguido determinar con cierta exactitud el origen de la luminosidad estelar.

Esto puede parecer un progreso muy lento, pero debemos recordar que, si bien los astrónomos primitivos no dieron en seguida con la respuesta correcta a todas las preguntas, idearon un método para desarrollar sus estudios. Aunque no encontraron una explicación correcta del porqué las estrellas se mueven tal como lo hacen, advirtieron el ritmo regular de sus movimientos. Ello les permitió predecir el aspecto que presentaría el cielo nocturno con varios años de antelación. Supieron con precisión qué constelaciones saldrían por el este a la puesta del Sol durante cada estación y emplearon este conocimiento para confeccionar calendarios aplicables a la agricultura. Miles de años antes de que inventasen los relojes, los astrónomos ya deducían exactamente la hora del día por la posición del Sol y por la de las estrellas durante la noche. Fuera de día o de noche, podían utilizar su conocimiento de los cielos para encontrar el norte, el sur, el este y el oeste.

En los tiempos más remotos, probablemente los astrónomos no llegaron a poner gran interés en conocer las distancias entre los cuerpos celestes, en parte porque sabían que aún era una tarea imposible. Hasta para hallar la distancia a la Luna, nuestra vecina más cercana, fueron necesarios miles de años de progreso en matemáticas y geografía. Sólo se pudo intentar después de que los matemáticos de la antigua Grecia tuvieron un conocimiento bastante profundo de la geometría y de que

los geógrafos hubieron deducido el tamaño aproximado de la Tierra. Fue entonces, poco después del año 200 a. C., cuando el astrónomo griego Hiparco estimó con mucha exactitud la distancia a la Luna, con un error de 1 % respecto a las determinaciones modernas. Pero averiguar las distancias que nos separan incluso de las estrellas más próximas era tarea muy difícil, y sólo pudo realizarse tras otros 2.000 años de progreso de la ciencia.

Una pregunta debió de parecer ridícula a los primeros astrónomos: ¿Por qué brillan las estrellas? La contestación obvia era que "brillan porque son luces que arden en el cielo". Hasta que se inventó la luz eléctrica el hombre no conoció otra forma de producir luz que prendiendo fuego a las cosas (antorchas, velas, mechas impregnadas en aceite, o chorros de gas). Puesto que las estrellas emitían luz, parecía perfectamente natural que también estuvieran ardiendo. Esta sencilla explicación satisfacía a la inmensa mayoría de la gente hasta hace poco menos de 200 años. Los científicos empezaron entonces a proponerse ciertas cuestiones peliagudas. A través de manuscritos se sabía que las estrellas habían estado brillando durante miles de años; ¿por qué, pues, no se habían apagado como lo hace una lámpara de aceite cuando se le termina el combustible? Más adelante, con esqueletos hallados en viejas rocas, los geólogos demostraron que la vida había existido sobre la Tierra durante centenares de millones de años. Dado que no habrían podido existir sin el calor y la luz procedentes del Sol, por lo menos éste debía de haber estado brillando desde entonces. ¿Cómo un "fuego", aunque fuese tan grande como el Sol, podía quemar durante tanto tiempo sin llegar a consumirse?

En la actualidad los astrónomos han encontrado una explicación nueva del porqué brillan las estrellas. Según ellos, el Sol y miríadas de otras estrellas pueden continuar produciendo calor y luz durante muchos millones de años porque no se trata de fuegos, sino de centros de reacciones nucleares.

Hubiera sido imposible dar esta explicación dos siglos atrás, pues todavía no se estaba familiarizado con la teoría atómica, y la palabra átomo todavía no tenía ningún significado especial. La idea de los átomos fue sugerida inicialmente por el filósofo griego Demócrito, que vivió entre los años 460 y 370 a. C. Creía que toda la materia estaba constituida por partículas tan pequeñas, que era imposible dividir las a su vez. Aunque la hipótesis era sugestiva, los "átomos" de Demócrito eran muy distintos a como los imaginamos hoy. Se hizo muy poco a favor del desarrollo de esta idea hasta el año 1810, en el cual el inglés John Dalton publicó su teoría atómica.

Los átomos de Dalton no podían observarse: eran, sencillamente, las partículas más pequeñas que intervenían en una reacción química. No podían pesarse por separado, pero Dalton opinaba que los pesos relativos de las diversas sustancias eran debidos a los distintos pesos de los átomos que las constituían. La teoría atómica llevó consigo una gran exactitud en el estudio de las reacciones químicas, y desde la época de Dalton dicha teoría se ha desarrollado en muchos aspectos. Tal teoría es de vital importancia para el astrónomo en sus investigaciones sobre el universo, ya que sin ella no comprendería ni por qué brillan las estrellas ni cómo sobreviven. Asimismo no tendría noción de cómo es la atmósfera de los planetas que giran alrededor del Sol. Sin la moderna teoría atómica, los astrónomos no habrían realizado el enorme progreso de estos últimos años.

Por lo tanto, para comprender la astronomía del siglo XX, debemos estudiar a fondo el átomo y su naturaleza. Pero antes vamos a intentar orientarnos con respecto al contenido del universo y su extensión, empezando por el Sol y sus planetas y penetrando luego aún más en el espacio sideral.

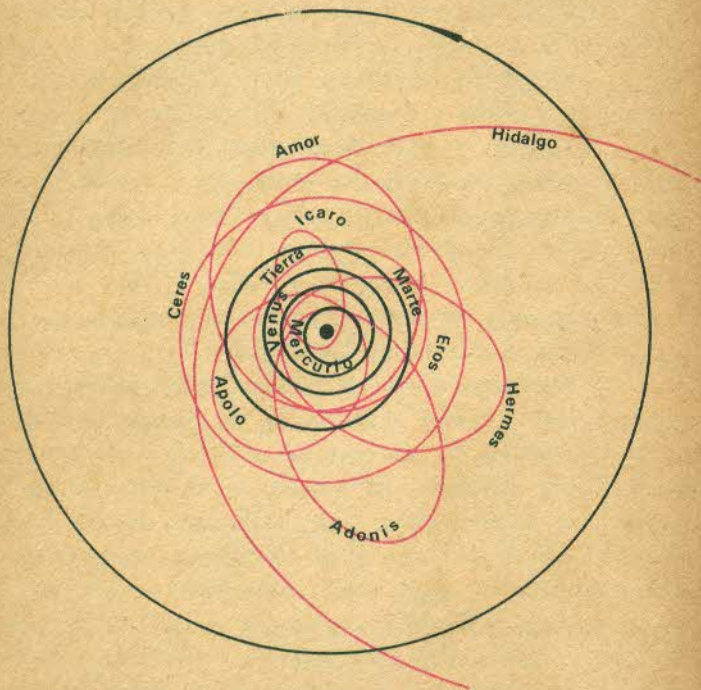
EL SOL Y SU FAMILIA

El Sol es la estrella más próxima a nosotros y está a una distancia de 150 millones de kilómetros. La Tierra da una vuelta alrededor del Sol en un año, en compañía de muchos otros cuerpos celestes. Algunos de estos astros pueden observarse a simple vista en el cielo nocturno errando entre las estrellas. Dichos astros, denominados *planetas* (de la palabra griega que significa "errante"), giran alrededor del Sol a diferentes velocidades y distancias. Algunos son bastante parecidos a la Tierra, y están constituidos fundamentalmente por rocas y metales, mientras que otros, por el contrario, contienen posiblemente una elevada proporción de hidrógeno y helio. Ninguno de ellos puede producir calor y luz por medio de reacciones atómicas, como las estrellas, y sólo son visibles porque reflejan la luz solar. Los planetas, por lo tanto, no brillan de la misma manera que las estrellas.

En comparación con las estrellas, todos los planetas son cuerpos fríos y están situados en el espacio relativamente cerca de nosotros. El más próximo al Sol es el planeta Mercurio, que gira alrededor del primero a una distancia media de 58 millones de kilómetros. Con un diámetro de sólo dos quintas partes del de la Tierra, es un mundo muy seco que muestra constantemente la misma cara vuelta hacia el Sol, debido a que el período de rotación sobre su eje es igual al que tarda en describir su órbita. Por estar más cerca del Sol que la Tierra, sólo podemos observarlo al atardecer, poco después de ponerse el Sol, o al amanecer.

Después está el planeta Venus, el cual participa con Mercurio del honor de ser denominado estrella matutina o vespertina, pues sólo puede ser observado a la salida o a la puesta del Sol. Girando alrededor del Sol a 108 millones de kilómetros de distancia, Venus recorre su órbita en siete meses,

en comparación con los otros tres meses que tarda Mercurio. Esto es debido a que por la gravedad solar un planeta requiere más tiempo para recorrer su órbita a medida que aumenta la distancia que lo separa del Sol. Venus muestra muchas cosas en común con la Tierra. Tiene casi el mismo tamaño y, como ella, presenta estaciones regulares a medida que se traslada al-



Comparación de las órbitas de cinco planetas (en negro) con las de ocho asteroides (en color). Al recorrer sus alargadas trayectorias elípticas, algunos asteroides pueden llegar a acercarse mucho a la Tierra —Eros a unos 23 millones de kilómetros, Hermes a sólo 750.000 km—. Los astrónomos emplean estos “merodeadores de la Tierra” para efectuar medidas muy exactas de las distancias dentro del sistema solar.

rededor del Sol. Como los demás planetas, gira también alrededor de su eje, pero no podemos medir la duración del día venusiano (o su velocidad de rotación) por estar siempre completamente envuelto por una espesa capa de nubes que impide ver su superficie, que puede ser tierra firme o, posiblemente, un enorme océano.

Más lejos del Sol que la Tierra están los restantes planetas del sistema solar. A una distancia de 228 millones de kilómetros se encuentra Marte, que presenta un tamaño algo superior al de la mitad de la Tierra y necesita casi dos años para recorrer su órbita. Al contrario que Venus, Marte tiene sólo una tenue atmósfera, que nos permite observar la superficie del planeta, particularmente interesante porque muestra gran cantidad de detalles que algunos astrónomos atribuyen a la existencia de plantas vivientes.

Aún más lejos del Sol, a una distancia comprendida entre 320 y 480 millones de kilómetros, se encuentra un enjambre de minúsculos "pequeños planetas". Estos astros, de diámetros que oscilan entre 750 y sólo unos pocos kilómetros, son demasiado pequeños para poder observarlos a simple vista. Debido a que algunos tienen órbitas muy alargadas y pueden llegar a estar muy cerca de nosotros, los astrónomos los utilizan para obtener con mucha exactitud las distancias dentro del sistema solar. Estos pequeños planetas se denominan también *asteroides*, es decir, "parecidos a estrellas". Vistos a través del telescopio parecen cabezas de alfiler, como las propias estrellas, y no discos luminosos como ocurre con los planetas.

El mayor de todos los planetas es Júpiter y su órbita se encuentra más alejada que las de los asteroides. Este planeta gigante tiene un diámetro once veces superior al de la Tierra. Si nos fuera posible poner a Júpiter en el platillo de una balanza, su peso resultaría 300 veces mayor que el de la Tierra. A simple vista Júpiter se presenta como una estrella brillante, pero a través del telescopio aparece como un disco cruzado por

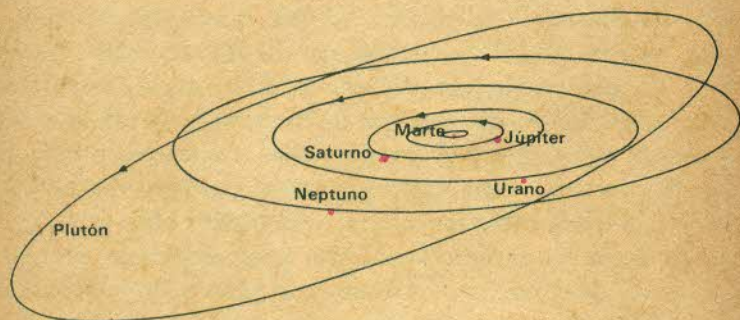
varias bandas oscuras. Debido a que estas bandas cambian de posición cada mes, los astrónomos creen que lo que ellos realmente observan es una atmósfera densa y nubosa. Y esto se confirma por la rotación de algunos detalles apreciados en las bandas. Tales detalles se mueven más rápidamente cerca del ecuador del planeta (con un período de 9 horas y 50 minutos) que cerca de los polos (con un período de 9 horas y 56 minutos). Estas distintas velocidades de rotación serían imposibles si la superficie del planeta fuese sólida.

La distancia de Júpiter al Sol es de 778 millones de kilómetros, o sea más de cinco veces la distancia de la Tierra al Sol. Saturno, el siguiente planeta que encontramos, está a 1.430 millones de kilómetros del Sol, casi dos veces más alejado que Júpiter. Aunque Saturno no es tan grande como Júpiter, tiene no obstante un diámetro $9 \frac{1}{2}$ veces mayor que el de la Tierra. Al igual que Júpiter, posee una atmósfera que presenta bandas y nubes, y tarda $10 \frac{1}{4}$ horas en girar sobre su eje. Saturno se distingue de los restantes planetas del sistema solar en que tiene un sistema de anillos que lo rodean ecuatorialmente. Estos anillos están constituidos por miríadas de corpúsculos rocosos o de hielo, o quizá por una combinación de ambos, que giran a su alrededor. Debido a las diferentes dimensiones de las órbitas de estos corpúsculos, los anillos se extienden desde 15.000 hasta 60.000 kilómetros por encima de la atmósfera de nubes. Sin embargo, a causa de la acción gravitatoria de Saturno, dichas órbitas son tan coplanarias, que los anillos tienen un espesor de sólo unos 15 kilómetros. Los anillos dan a Saturno un aspecto extraño y único.

Los tres restantes planetas del sistema solar (excepto algunas veces Urano) sólo pueden ser observados mediante un telescopio. Urano, el más cercano de los tres, se encuentra a 2.870 millones de kilómetros del Sol; Neptuno, el siguiente, 1.500 millones de kilómetros más lejos, y Plutón, el más

alejado, otros 1.500 millones más allá. A través del telescopio, Urano y Neptuno parecen presentar superficies nubosas; ambos tienen un diámetro superior al de la Tierra (Neptuno $3\frac{1}{2}$ veces mayor y Urano casi $3\frac{3}{4}$). Plutón es mucho más pequeño que los otros dos, casi del mismo tamaño que Marte.

Hasta aquí sólo hemos mencionado los nueve grandes planetas, incluyendo la Tierra, y los asteroides. Pero la fami-



No todas las órbitas de los planetas están situadas en un mismo plano, sino que forman ciertos ángulos entre sí. Plutón tiene una órbita muy inclinada y algunas veces se acerca al Sol aún más que el propio Neptuno.

lia del Sol —la totalidad del sistema solar— es todavía mucho mayor. A través del espacio se desplazan muchos enjambres de corpúsculos metálicos y rocosos; y la acción gravitatoria del Sol ha capturado cierto número de ellos, que giran a su alrededor describiendo órbitas muy alargadas. A lo largo de la mayor parte de su trayectoria son invisibles y sólo pueden ser observados cuando la Tierra cruza su camino o cuando se acercan mucho al Sol.

Cuando un enjambre pasa muy cerca del Sol se calienta el gas helado transportado junto con los corpúsculos rocosos o me-

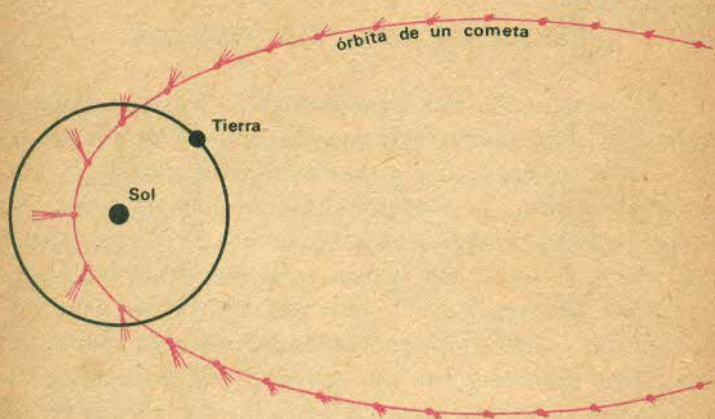
tálicos. Dicho gas se escapa y se torna luminoso por efecto de la radiación solar, la cual al propio tiempo desprende partículas eléctricas que lo lanzan al espacio. A su vez, algunas de las partículas rocosas reflejan también la luz solar. El resultado de esta actividad es que el conjunto de corpúsculos puede observarse entonces como una mancha brillante en el cielo, con los gases que se liberan en el espacio formando una larga cola luminosa, que a veces se extiende hasta millones de kilómetros. A tales objetos se les da el nombre de *cometas*. Pueden acercarse hasta pocos millones de kilómetros del Sol, mostrando entonces el otro extremo de su órbita mucho más allá de la del propio Plutón.

Cuando un cometa describe su órbita alrededor del Sol, muchos de los corpúsculos que lo constituyen se reparten a lo largo de dicha órbita. Algunos de tales corpúsculos se agrupan gradualmente en enjambres mucho más dispersos. Entonces ya no son visibles como un cometa, pero pueden observarse cuando la Tierra los encuentra a su paso y los corpúsculos penetran en la atmósfera terrestre. Debido a la gran velocidad de desplazamiento (muchos kilómetros por segundo) se calientan al entrar en contacto con el aire. En consecuencia, estos fragmentos brillan al propio tiempo que se van quemando, ionizándose el aire que los rodea y que también se ilumina a su vez.

En cada punto de la trayectoria de uno de estos fragmentos la luz producida dura solamente una fracción de segundo. Pero a menudo toda la trayectoria puede ser observada durante un corto intervalo de tiempo, y se denomina *ráfaga meteórica*. El fragmento rocoso en sí se conoce con el nombre de *meteorito*. Cuando la Tierra atraviesa un enjambre, advertimos en ciertos casos centenares de meteoritos, y tales "lluvias de estrellas" producen una visión espectacular. Sin embargo, son demasiado pequeñas para que puedan observarse, y deben ser registradas por otros métodos que describiremos más adelante.

Al girar alrededor del Sol, casi todos los grandes planetas son centros de pequeños sistemas de satélites naturales

Aunque parece ser que Mercurio, Venus y Plutón carecen de "lunas" —y la Tierra tiene sólo una—, los restantes planetas poseen un buen número de ellas. Marte tiene dos pequeños satélites de unos 7,5 y 15 km de diámetro, que recorren sus órbitas en unas 30 y 7½ horas, respectivamente. Júpiter posee 12,



Comparación de la alargada órbita de un cometa con la casi circular de la Tierra. El calor solar dilata el luminoso gas de un cometa proyectándolo hacia delante de forma que la cola siempre apunta en sentido contrario al Sol.

cuatro de los cuales son de tamaño parecido al de nuestra propia Luna y los ocho restantes mucho menores. Tres de estos últimos muestran un diámetro de sólo 20 km. Saturno tiene 9 satélites, siendo todos ellos, excepto uno, de tamaño muy inferior al de la Luna. Urano tiene 5 y Neptuno sólo 2, el mayor de ellos de tamaño parecido al de nuestro satélite.

Aunque la Tierra es el único planeta que posee un solo satélite, éste parece tener un tamaño desproporcionado en relación con el de la misma Tierra. ¡Algunos astrónomos llegan a

considerar el sistema Tierra-Luna como un planeta doble! Pero no estamos seguros de ello. Muchos astrónomos piensan que la mayoría de los satélites del sistema solar eran asteroides que fueron capturados por los grandes planetas miles de millones de años atrás, cuando se estaba formando todo el sistema.

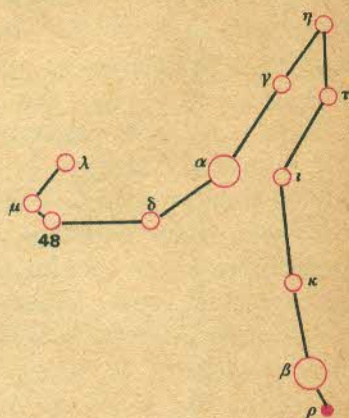
LAS DISTANCIAS DE LAS ESTRELLAS

En comparación con la inmensidad del espacio, el sistema solar es un pequeñísimo y compacto conjunto de cuerpos celestes. Pero acostumbrados a considerar las distancias de nuestro propio planeta, creemos que el sistema solar es enorme. Ya no nos sorprende cuando nos damos cuenta de que la distancia de la Tierra al Sol es casi 4.000 veces mayor que la longitud del ecuador terrestre, y que la distancia desde el Sol hasta Plutón equivale a unas 150.000 vueltas alrededor de nuestro planeta. Tales distancias son tan grandes y desproporcionadas con relación a nuestra experiencia diaria, que sólo consiguen confundirnos cuando intentamos expresarlas en kilómetros. Y cuando hablamos de distancias aún mayores, los números en sí resultan demasiado grandes para comprenderlos con facilidad. Por esta razón los astrónomos han tenido que buscar otra unidad de longitud para utilizarla en lugar del kilómetro. Y la más útil que se ha encontrado hasta el momento ha sido la velocidad de la luz, que se desplaza a 300.000 km/seg, y recorre la distancia del Sol a la Tierra en poco menos de ocho minutos y medio, y del Sol a Plutón en cinco horas y media. Por ello decimos que el Sol está a ocho y medio minutos-luz de la Tierra, y que Plutón se encuentra a cinco y media horas-luz del Sol.

Puesto que la distancia del Sol a Plutón es sólo el radio de la circunferencia del sistema solar, debemos doblar dicha distancia para expresar su diámetro —11 horas-luz—. Pero como muchos cometas se alejan todavía más que la propia órbita de

Plutón, podemos decir que la totalidad del sistema solar ocupa por lo menos un espacio de unas 12 horas-luz. Puesto que un viaje alrededor de la Tierra sólo equivale a un octavo de segundo-luz, podemos darnos cuenta de la inmensidad del sistema solar según nuestros patrones terrestres. Y, sin embargo, sólo se trata de un pequeño punto en el espacio sideral. La estrella

Representación de la constelación de Perseo según un moderno atlas estelar.



En la actualidad los astrónomos emplean las letras del alfabeto griego (debajo) para indicar la luminosidad de las estrellas. La más luminosa de cada constelación se señala con una α , la siguiente con una β , y así sucesivamente.

α Alfa
 β Beta
 γ Gamma
 δ Delta
 ϵ Epsilon
 ζ Zeta
 η Eta
 θ Theta
 ι Iota
 κ Cappa
 λ Lambda
 μ My

ν Ny
 ξ Xi
 $\omicron$ Omicron
 π Pi
 ρ Ro
 σ Sigma
 τ Tau
 υ Ipsilon
 ϕ Fi
 χ Ji
 ψ Psi
 ω Omega

más próxima al Sol está situada no a segundos, minutos y horas-luz del mismo, sino a una distancia de cuatro y medio años-luz. Cuando recordamos que en un año hay casi 9.000 horas, nos damos cuenta de que el diámetro del sistema solar es muy pequeño en comparación con la distancia que nos separa de la estrella más próxima. Si expresamos ambas distancias en kilómetros, obtendremos 12.000 millones de kilómetros para el sistema solar y 40 billones de kilómetros para la estrella más próxima (que es precisamente la alfa de la constelación del Centauro, o α *Centauri*, visible sólo para los habitantes del hemisferio sur). Al considerar las distancias de otras estrellas vemos que cuatro y medio años-luz están sólo "a la vuelta de la esquina". Por ejemplo, de entre las estrellas más brillantes que observamos en el cielo, Sirio está a 9 años-luz y Vega a 26 años-luz; y aun éstas son vecinas próximas. Arturo se encuentra a 36 años-luz, Capella a 45 años-luz y Aldebarán a 68 años-luz y todavía no podemos considerarlas lejanas.

Sólo cuando hablamos de estrellas como la Espiga y Antares, a 220 y 520 años-luz, respectivamente, estamos tratando de estrellas realmente lejanas. Sin embargo, no hemos empezado siquiera a agotar la lista de las estrellas brillantes. Rigel, de la constelación de Orión, se encuentra a 900 años-luz. Esto quiere decir que la luz que de ella nos llegó anoche empezó su viaje hace 900 años. El universo estelar es, por lo tanto, mucho mayor de lo que podemos imaginar cuando casualmente dirigimos nuestra mirada hacia el cielo nocturno.

Hemos visto que los planetas constituyen un compacto grupo que sistemáticamente se mueve alrededor del Sol. ¿Y qué ocurre con las estrellas? ¿Es posible encontrar cierto sistema u organización dentro de ellas? ¿Cómo se mueven, exactamente? ¿Hasta dónde se extienden en el espacio? Preguntas de este género, que han intrigado a los astrónomos durante miles de años, sólo han podido contestarse a partir del siglo pasado. Desde luego, los hombres que vivían en cavernas se dieron cuen-

ta de que las estrellas parecen conservar sus posiciones relativas. Este hecho permitió a los hombres primitivos agrupar las estrellas según configuraciones que les recordaban vagamente a los legendarios héroes y heroínas o a los animales salvajes que conocían. Pero estos grupos, o constelaciones, sólo presentan tales aspectos al ser vistos por un observador terrestre. No se trata de grupos de estrellas que estén realmente cerca unas de otras en el espacio; tan sólo parecen estarlo. Cuando los astrónomos descubrieron que las estrellas también se mueven y aprendieron a medir las distancias estelares, empezaron a reconocer cierta organización en el sistema de las estrellas.

LA VÍA LÁCTEA

Los astrónomos saben ahora que el conjunto de estrellas que vemos durante la noche es parte de un gigantesco sistema. La forma de este sistema estelar se parece bastante a la de dos platos encarados con sus bordes en contacto y una especie de abultamiento en su parte central. El sistema solar no está ni mucho menos cerca del centro de este sistema estelar, sino a unos dos tercios de él. Las estrellas aparecen concentradas con mayor densidad en la parte central y en la porción plana situada entre los dos bordes de los "platos", esto es, en el plano central. Podemos darnos cuenta de esto al observar el cielo en una noche clara: una tenue banda luminosa atraviesa el cielo de un extremo al otro.

Los hombres primitivos ya se dieron cuenta de la presencia de esta banda luminosa; muchas leyendas tuvieron su origen en ella, conociéndose con el nombre de *Vía Láctea*. Tras la invención del telescopio, los astrónomos observaron que está constituida por gran número de estrellas individuales, y ahora sabemos que tal conjunto de estrellas representa el plano central de nuestra Galaxia.

Aunque el sistema solar esté situado cerca del borde de este sistema estelar, la Vía Láctea se ve atravesando todo el cielo en forma de una banda rectilínea, tanto al norte como al sur del ecuador, lo cual indica que el sistema solar se encuentra en el plano central de la Galaxia, de modo que de cualquier lado que nos volvamos podemos observar esta densa reunión de estrellas. Cuando miramos hacia el cielo en una dirección distinta a la de la Vía Láctea, vemos que las estrellas no están ya tan agrupadas; por el contrario, aparecen muy repartidas por el firmamento. Esto es debido a que entonces miramos hacia fuera del plano central y a través de la parte menos densa de la Galaxia. En efecto, la Vía Láctea nos señala en el espacio la dirección del plano central del sistema de estrellas del cual el Sol es un miembro más.

Nuestra Galaxia es inmensa en comparación con la magnitud de las distancias estelares antes mencionadas. Desde la "parte superior a la inferior" —esto es, a lo largo del diámetro menor de su abultamiento central— tiene un espesor de 20.000 años-luz. Y desde un borde al otro la distancia es de 100.000 años-luz. Estos valores no incluyen, sin embargo, la distancia a ciertas estrellas que se encuentran por encima y por debajo de la propia Galaxia. Algunas de estas estrellas están solas, pero la mayoría de ellas constituyen grandes cúmulos estelares. Estos cúmulos (denominados cúmulos globulares) forman una especie de halo alrededor de la Galaxia. Cada cúmulo lo forman millares y, a veces, decenas de millares de estrellas agrupadas en forma de esfera o de globo. El más cercano de ellos se encuentra a unos 20.000 años-luz del sistema solar.

Nuestra Galaxia, por lo tanto, está constituida por un conjunto de estrellas, la mayor parte de las cuales se encuentra en el plano o en el abultamiento centrales, junto con un halo de estrellas individuales y de cúmulos globulares. En nuestro siglo los astrónomos han demostrado que la Galaxia contiene además una considerable cantidad de gas y de polvo.

Observado a través del telescopio, parte de este gas y polvo presenta el aspecto de grandes nubes luminosas *nebulosas*, de la palabra latina que significa nube. La más famosa de todas estas nebulosas es la gran nube gaseosa de la constelación de Orión. A simple vista aparece como un puntito luminoso en medio de las tres estrellas que representan la espada de Orión. Pero aun a través de un pequeño telescopio se convierte en un objeto interesante para la observación. Las estrellas del cúmulo abierto, denominado las Pléyades, están rodeadas de polvo iluminado por las mismas. Si barremos el cielo con un telescopio, descubriremos muchas más nebulosas que las que se aprecian a simple vista. La propia Vía Láctea contiene gran número de ellas. Por ejemplo, nebulosas del tipo de las que presenta la Vía Láctea al cruzar Sagitario cubren regiones que miden centenares de años-luz, y muchas contienen brillantes estrellas sumergidas en su seno.

En muchas nebulosas gaseosas aparecen surcos y regiones oscuras. La Vía Láctea también presenta surcos entre las estrellas, como si existieran huecos en el fondo estrellado. Las regiones oscuras en la Vía Láctea, así como en las nebulosas gaseosas brillantes, son debidas a gas no luminoso y a polvo. Como veremos más adelante, los astrónomos pueden distinguir el gas carente de luz del polvo cósmico, pero aquí consideramos sólo el hecho de que ambos oscurecen la luz procedente de las estrellas y nebulosas brillantes situadas más allá de los mismos. Este efecto de cobertura en la Vía Láctea nos impide observar lo que debe ser una visión grandiosa. Debido al gran número de nebulosas situadas entre nosotros y el centro de la Galaxia, no podemos ver el brillante y compacto conjunto estelar que constituye el núcleo de la Galaxia. Nuestros telescopios registran únicamente aquellas estrellas que están situadas a este lado de la densa parte central.

A pesar del problema inherente a la presencia del polvo y del gas oscuro, se ha descubierto que la totalidad de nuestra

Galaxia experimenta un movimiento de rotación. El Sol, que es una estrella bastante común, toma parte en esta rotación cósmica, arrastrando consigo a la Tierra y a los demás planetas. Como otras estrellas cercanas, el Sol se mueve a través del espacio a razón de 240 km/seg, velocidad que permitiría dar la vuelta a la Tierra en poco más de dos minutos y medio. Aun así, la Galaxia es tan enorme, que el Sol tarda 225 millones de años en completar una revolución. Este inmenso período de tiempo, denominado *año cósmico*, cae fuera de nuestro significado al considerar que hace dos años cósmicos la vida en la Tierra estaba en sus albores, y hace menos de media centésima de año cósmico que apareció el hombre.

Todas las estrellas de la Galaxia intervienen en la rotación cósmica, aunque sus velocidades varían. Las situadas más hacia el centro de la Galaxia generalmente se mueven con mayor rapidez que las que se encuentran cerca del borde. Este movimiento alrededor de la Galaxia constituye el principal desplazamiento de las estrellas, pero cada una presenta a su vez pequeños movimientos locales. Dicho de otro modo, las estrellas no se mueven alrededor del centro de la Galaxia como si se tratara de una masa sólida. Es más bien como si un grupo de personas se dirigiera a tomar el Metro durante las horas punta; aunque todas van en la misma dirección general, la trayectoria de cada individuo está constituida por muchos movimientos distintos, hacia la izquierda y hacia la derecha, a medida que evita el tráfico o a los demás peatones. Lo mismo sucede con las estrellas de nuestra Galaxia: la dirección general es la de giro alrededor del denso núcleo central.

MÁS ALLÁ DE LA VÍA LÁCTEA

Como ya hemos visto, nuestro sistema estelar presenta un diámetro de 100.000 años-luz y un espesor de 20.000 años-

luz en su densa parte central. ¿Contiene la Galaxia la totalidad del universo, de las estrellas, gas y polvo que podemos observar? La respuesta es "no", puesto que los astrónomos han descubierto que nuestra Galaxia es sólo una entre muchos millones de galaxias. Estas otras galaxias se extienden por el espacio en todas direcciones, hasta donde alcanza nuestra vista aun con la ayuda de los más potentes telescopios. Como la Galaxia, todas ellas contienen estrellas y, posiblemente, planetas, así como gas y polvo. No obstante, los únicos planetas que hasta ahora hemos observado han sido sólo los del sistema solar, pero esto no significa que el Sol sea la única estrella del universo que tenga su sistema planetario. Significa, exclusivamente, que nuestros telescopios no son aún lo suficiente potentes para detectar otros planetas, si es que en realidad existen.

Las incontables galaxias que podemos observar están a tal distancia de nosotros, que aun el diámetro de 100.000 años-luz de nuestra propia Galaxia empieza a palidecer por su insignificancia. Las galaxias más cercanas son visibles sólo desde el hemisferio sur. Se conocen con el nombre de Nubes de Magallanes, así denominadas en recuerdo del gran navegante Fernando de Magallanes, que fue el primero en tomar nota de su existencia durante su viaje alrededor del mundo, hace más de 400 años. Las Nubes de Magallanes parecen trozos desgajados de la Vía Láctea; no obstante, se trata de dos galaxias independientes, a más de 150.000 años-luz de la nuestra.

Y, sin embargo, las Nubes de Magallanes son vecinas muy próximas con respecto a la totalidad del universo. Pertenecen al mismo cúmulo de galaxias que nuestro sistema estelar, al denominado "grupo local". Este cúmulo contiene por lo menos 13 galaxias, posiblemente 16. La Galaxia parece estar situada a un extremo del cúmulo, y cerca del centro se encuentra la única galaxia —aparte las Nubes de Magallanes— que puede observarse sin telescopio. Dicha galaxia aparece a simple vista como una mancha luminosa, tenue y nebulosa, en la constelación

de Andrómeda; pero al ser fotografiada mediante un gran telescopio aparece tan nítida, que pueden verse hasta algunas de sus estrellas individuales. Esta galaxia de Andrómeda está a casi dos millones de años-luz de nosotros. La luz que esta noche veremos proveniente de allí empezó su recorrido mucho antes de que el hombre apareciera sobre la Tierra.

La totalidad del grupo local, que tiene una configuración muy ovalada, ocupa un volumen tan grande, que es difícil encontrar alguna comparación que nos permita imaginar su tamaño. No conocemos sus dimensiones con mucha exactitud, pero parece ser que se extiende sobre una superficie de por lo menos 4,5 millones de años-luz en longitud y la mitad en anchura. Su espesor es del orden de unos 600.000 años-luz.

Al utilizar telescopios para explorar aún más lejos en el espacio, más allá de nuestro grupo local, las distancias llegan a ser inimaginables. Otras galaxias y cúmulos de galaxias, alejados 50 millones y hasta 100 millones de años-luz, son bastante frecuentes. Los astrónomos saben ahora que las galaxias pueden observarse tan lejos como sus telescopios pueden profundizar. Con los más grandes y modernos, equipados con cámaras fotográficas, podemos estudiar galaxias situadas hasta 3.500 millones de años-luz de distancia.

Durante los últimos veinte años se ha introducido un nuevo método para "ver" aún más lejos en el espacio: el radiotelescopio. Estos instrumentos sólo son radorreceptores muy sensibles con antenas especiales. Su objeto es el de recibir, no la luz, sino las ondas de radio emitidas por las estrellas y por el gas interestelar de nuestra propia Galaxia y de las demás galaxias. Con los radiotelescopios los astrónomos pueden sondear en el espacio con mucha mayor profundidad que mediante los telescopios ópticos. Estos nuevos instrumentos ayudan al astrónomo a formarse una idea de la totalidad del universo, un universo al que no podemos encontrar límites en la actualidad.

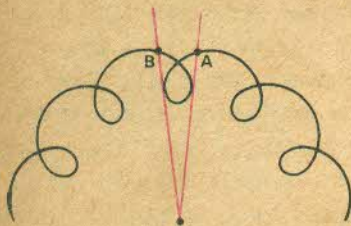
EL PANORAMA CAMBIANTE DEL UNIVERSO

Nuestra actual visión del universo nos indica que éste se extiende en el espacio más allá de lo que podemos profundizar con los mayores telescopios ópticos o con los más modernos radiotelescopios. Creemos que las estrellas son gigantescos reactores termonucleares. Estamos en condiciones de estudiar la composición química del gas interestelar y de examinar los gases de las atmósferas planetarias. En definitiva, la ciencia moderna nos ha suministrado muchos detalles precisos acerca de la constitución del universo. Pero la visión que se desprende de todos estos datos, ¿es la definitiva?, ¿no cambiará nunca?

La humanidad ha necesitado muchos centenares de años para construir un "esquema" del universo, y en su consecución ha tenido que desechar muchas de sus ideas. Lo cierto es que no podemos asegurar que no cambiará nuestro actual "esquema" del universo. Es natural que cambie, pero este pensamiento no debe alarmarnos. Es importante recordar que los primeros astrónomos encontraron respuestas a muchas de las preguntas que nos formulamos hoy. Aunque no eran las mismas respuestas que daría un astrónomo moderno, eran satisfactorias; posiblemente habríamos llegado a las mismas conclusiones si hubiéramos vivido dos o tres mil años atrás, y no podemos tener la seguridad de cómo serán consideradas nuestras actuales ideas por los astrónomos que vivan dentro de dos o tres mil años.

La respuesta a la pregunta de cuál es la forma del universo pareció en principio muy sencilla. Naturalmente, se trataba de una especie de cúpula con las estrellas colgando de su interior, porque sólo hay que observar el cielo nocturno para darse cuenta de ello por uno mismo. Puesto que las distancias relativas de las estrellas y de los planetas eran desconocidas por los primeros astrónomos, parecía muy comprensible que todas las estrellas estuvieran fijadas en el interior de una cúpula gigantesca.

Los hombres de Oriente creyeron al principio que la Tierra era plana. Luego en Fenicia, y durante los primeros tiempos de Grecia, esta idea empezó a ser discutida. Entonces los hombres de mar emprendían largos viajes al norte y al sur de las costas atlánticas de Europa y de África, y se dieron cuenta que desde diferentes latitudes podían observar distintos grupos de estrellas. Al norte de los trópicos, por ejemplo, veían la estrella Polar, pero no la Cruz del Sur; por el contrario, al sur de los trópicos veían la Cruz del Sur, pero no la estrella Polar.



Debido a que miramos los planetas desde la Tierra, parecen desplazarse según trayectorias onduladas. En noches consecutivas veremos que un planeta se mueve hacia A, después hacia B, luego vuelve hacia A, antes de proseguir su rotación en sentido contrario al de las agujas de un reloj.

La gente observó también que durante los eclipses de Luna, que se producen casi cada año, la sombra de la Tierra sobre la Luna presenta siempre un borde curvo. Esto demostraba que la Tierra tiene forma redondeada, no plana. Aunque nadie había dado todavía la vuelta alrededor del mundo, allá por el año 400 a. C. los astrónomos estaban de acuerdo en que nuestro planeta presenta la forma de un globo.

Las ideas acerca del cielo habían cambiado algo por estas épocas. Los astrónomos no estaban ya satisfechos de considerarlo como una gran cúpula. En cambio, pensaron que las estrellas se encontraban fijas en el interior de una gran esfera que encerraba a su vez la Tierra. Con la idea de que la Tierra no era plana, esta hipótesis permitió explicar los movimientos del Sol, de la Luna y de los planetas.

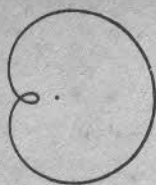
Ellos sabían que el Sol salía aproximadamente (aunque

pocas veces con exactitud) por el este, se ponía por el oeste y recorría el cielo siguiendo una trayectoria curva. Concluyeron que el Sol giraba alrededor de la Tierra, efectuando su viaje una vez cada día. Aunque ahora sabemos que esta idea es incorrecta, no deja por ello de sernos útil. Cuando los astrónomos calculan el instante de la salida o de la puesta del Sol, o predicen cuándo se producirá un eclipse, continúa siendo más sencillo pensar que el Sol gira alrededor de la Tierra.

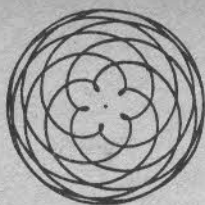
Los astrónomos de la antigüedad también creyeron, acertadamente, que la Luna gira alrededor de la Tierra y que está más cerca de nosotros que el Sol. Lo comprobaban cada vez que la Luna se interponía entre ellos y el Sol durante los eclipses.

Los primeros intentos de medición de las distancias a la Luna y al Sol no fueron muy fructíferos. Pero, por lo menos, confirmaron la idea de que la Luna se encuentra muchísimo más cerca de nosotros que el Sol. Luego, en el siglo II a. C., el astrónomo griego Hiparco efectuó un notable cálculo a la estima de la distancia a la Luna, como ya hemos mencionado. En aquel entonces los conocimientos sobre la órbita y la distancia de la Luna no eran muy diferentes de los actuales.

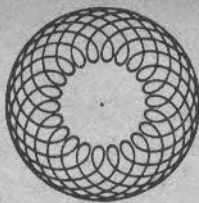
En cuanto a los planetas, ¿qué trayectorias seguían? He aquí un problema complicado; porque, al contrario del Sol y de la Luna, los planetas no trazan curvas sencillas al recorrer el cielo. Mercurio y Venus permanecen siempre cerca del Sol y parecen moverse de uno al otro lado del mismo. En cambio, Marte, Júpiter y Saturno se desplazan más lentamente, parándose de vez en cuando, vuelven hacia atrás en parte de su trayectoria y se paran de nuevo antes de continuar adelante. En resumen, estos planetas parecen moverse a través del cielo trazando bucles y siguiendo trayectorias curvas. Tratar de explicar estos movimientos de los planetas de manera satisfactoria fue el mayor problema que se plantearon los primeros astrónomos. Las estrellas no presentan tan grandes dificultades. Después de todo, siempre permanecen en las mismas posiciones relativas y



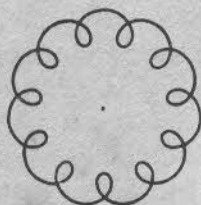
Mercurio



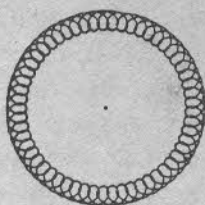
Venus



Marte



Júpiter



Saturno

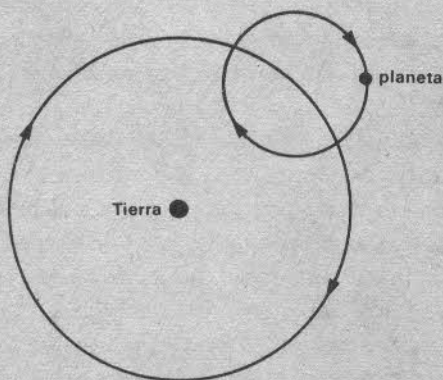
Gráficos de las trayectorias de cinco planetas.

se mueven alrededor de los cielos una sola vez cada día. Parecía razonable pensar que la esfera a la que están unidas gira alrededor de la Tierra una vez cada 24 horas. Pero un sencillo movimiento circular de este tipo no era suficiente para explicar las trayectorias de los planetas.

Todos opinaban que los planetas debían de girar alrededor de la Tierra según órbitas circulares, pero además se moverían trazando pequeños círculos; el círculo grande se denominaba *deferente*, y los pequeños, *epiciclos*. Tal explicación parecía correcta. Tenía en cuenta los principales movimientos de los planetas y los aparentes bucles de sus trayectorias. En efecto, el sistema de deferentes y epiciclos pareció tan bueno, que se consideró correcto desde el año 230 a. C. hasta 1540, o sea un lapso de más de 1.700 años. Pero hacia el final de aquel período el sistema empezó a flaquear. Al irse haciendo observaciones

más numerosas y precisas, las posiciones de los planetas pudieron determinarse con mayor exactitud. Esto hizo necesario añadir cada vez más epiciclos, para tener en cuenta los movimientos irregulares de los planetas. Sin embargo, las bases de la explicación permanecieron inalteradas.

Los astrónomos de la antigua Grecia y de otras primitivas civilizaciones también trataron de explicar por qué se mueven los cuerpos celestes, de qué están constituidos y qué los mantiene colgados en el cielo. En aquellos tiempos no conocían las leyes de la gravedad y, por lo tanto, tuvieron que buscar otras explicaciones. En general coincidían en que más allá de la esfera de las estrellas debía de haber otra esfera. Le dieron el nombre de *primum mobile*, o primer móvil, y su rotación suministraba la energía necesaria para la rotación de la esfera de las estrellas. Ésta movía a su vez la de Saturno (que entonces era el planeta



Tolomeo (hacia el año 150 a. C.) suponía que la Tierra permanecía en reposo mientras que el Sol giraba a su alrededor. Cada planeta se trasladaba alrededor de la Tierra según un gran círculo al mismo tiempo que giraba sobre uno más pequeño.

más lejano entre los conocidos). La esfera de Saturno movía la de Júpiter y así sucesivamente hasta llegar a la esfera de la Luna.

La explicación de cómo estaban constituidos los cuerpos celestes era todavía más sencilla, pero satisfactoria para aquella época. Los astrónomos suponían lógicamente que el Sol, la Luna, las estrellas y los planetas habían sido visibles desde los tiempos más remotos y que siempre habían seguido las mismas trayectorias. Los cielos parecían ser inmutables. Luego, todos los cuerpos celestes debían de ser eternos, y realmente lo son en comparación con la vida de los seres humanos o aun con la duración de dinastías y civilizaciones. Si eran eternos, no podían cambiar o alterarse, por lo cual los astrónomos empezaron a pensar que los cuerpos celestes estaban formados por una sustancia especial, distinta de las existentes en la Tierra.

Quedaba por resolver una cuestión: ¿Por qué los cuerpos celestes permanecían en el cielo y no caían sobre la Tierra? Se suponía que todas las cosas tenían su "lugar propio" en el universo. El lugar propio de las sustancias pesadas era el centro de la Tierra, lo cual explicaba por qué las cosas caían hacia abajo; sencillamente, intentaban ocupar el lugar "que les correspondía" en el universo. En las épocas que precedieron al desarrollo de la teoría de la gravitación, la anterior era una explicación tan buena como cualquier otra. Las llamas, por el contrario, ascendían porque el lugar que "por naturaleza" les correspondía se encontraba encima del aire. Y el Sol, la Luna, las estrellas y los planetas permanecían en el espacio porque éste era su lugar "natural", para el cual habían sido creados.

Todo esto difiere mucho de las ideas actuales. Como veremos en el capítulo siguiente, sabemos ahora que las estrellas no están hechas de una sustancia distinta de la que constituye la Tierra. En efecto, cuanto existe en el universo está formado por la misma clase de átomos que podemos estudiar en los laboratorios. Sabemos también que esta materia dista mucho de ser

“inmutable” y “eterna”. Este conocimiento de la naturaleza de las estrellas es totalmente nuevo, logrado en los últimos cien años. Si hubiésemos vivido en los tiempos de la antigua Grecia, estaríamos completamente satisfechos con el esquema del universo adoptado entonces por los astrónomos.

Un científico griego llamado Aristarco, que vivió en el siglo II a. C., opinaba que la Tierra y los planetas se movían alrededor del Sol, pero no podía probarlo y por ello muy poca gente quiso creerle. Muchos centenares de años tuvieron que pasar antes de que se realizaran observaciones de los planetas lo suficiente exactas para debilitar la idea de que todo giraba alrededor de la Tierra.

En 1543 el astrónomo polaco Nicolás Copérnico publicó un libro en que resucitó la idea de que los planetas giran alrededor de un punto próximo al Sol, y no en torno de la Tierra. No existían aún observaciones que confirmaran la teoría, pero esta vez la idea fue favorablemente acogida por otros astrónomos. Aunque el sistema de Copérnico todavía utilizaba deferentes y epiciclos, simplificó muchísimo los cálculos de las futuras posiciones de los planetas.

No transcurridos aún cien años después de Copérnico, el astrónomo alemán Johannes Kepler efectuó una serie de cálculos relativos a la órbita descrita por Marte. Como resultado, comprobó que podía desecharse todo el sistema de deferentes y epiciclos. Según descubrió, Marte se mueve alrededor del Sol siguiendo una trayectoria ovalada denominada *elipse*; y seguramente los restantes planetas se mueven de la misma forma, fue la conclusión final a la que llegó Kepler. Pero nadie sabía por qué los planetas describen elipses. Hasta 1687 no se encontró la respuesta, cuando el inglés Isaac Newton descubrió la ley de la gravitación universal. Newton demostró que la gravedad obliga a los planetas a moverse alrededor del Sol describiendo círculos o elipses. Por fin se había encontrado una teoría que explicaba los conocimientos humanos sobre el universo y que

demostraba que todos los cuerpos celestes, cualquiera que sea su posición, se comportan siempre de acuerdo con las leyes físicas. Se había dado un paso muy importante hacia delante.

Mientras Kepler y Newton elaboraban sus teorías sobre el movimiento de los planetas, otros astrónomos procuraban mejorar los instrumentos de observación. En la segunda mitad del siglo XVI el astrónomo danés Tycho Brahe construyó instrumentos muy precisos y llevó a cabo observaciones mejores que las de ningún otro anterior a él. Pero el mayor avance se produjo en 1609, cuando el científico italiano Galileo Galilei utilizó por primera vez el recién inventado telescopio para observar el cielo. Por fin los astrónomos pudieron lograr una detallada visión del Sol, la Luna y los planetas. Con esta nueva visión debieron modificarse muchas ideas. La Luna, por ejemplo, no era un globo liso, sino que presentaba montañas y valles como los de la Tierra. Además de ésta, otros planetas tenían sus propias lunas. La superficie solar mostraba a menudo manchas oscuras que, al irse moviendo, permitían medir la velocidad de rotación del Sol. Hecho más importante, los astrónomos pudieron ver muchas más estrellas de las que habían observado a simple vista. Los telescopios mostraban a los astrónomos que la Vía Láctea no era simplemente una tenue banda luminosa, sino que estaba constituida por miríadas de estrellas. Gradualmente se fue ampliando el estudio de la astronomía, y las estrellas, todavía más que los planetas, fueron objeto del mayor interés.

POR QUÉ ESTUDIAMOS LAS ESTRELLAS

Con la ayuda de los telescopios los astrónomos fueron acumulando descubrimientos que les condujeron a la elaboración de nuevas teorías; que a su vez requerían mejores instrumentos astronómicos y más amplias observaciones para que las nuevas

ideas pudieran ser comprobadas. De esta manera la teoría y la observación se ayudaban constantemente.

He aquí un ejemplo de cómo se ha llevado a cabo esta colaboración. Kepler había observado que los planetas describen elipses alrededor del Sol y la teoría de la gravitación de Newton había demostrado que tales trayectorias son precisamente las que las leyes de la física requieren. Pero aún no se podía comprobar mediante la observación el hecho de que nuestro planeta se mueve realmente alrededor del Sol siguiendo una elipse. Si la Tierra gira alrededor del Sol dando una vuelta completa cada año, cuando miramos las estrellas próximas proyectándose sobre otras más alejadas deberíamos observar un pequeño desplazamiento anual de las mismas.

En el siglo XVIII el astrónomo inglés James Bradley intentó observar este pequeñísimo desplazamiento. En el curso de sus estudios descubrió que el eje de la Tierra realiza un movimiento de "cabeceo" en el espacio. Se dio cuenta de que debía considerar este desplazamiento antes de poder registrar el de las estrellas cercanas. De lo expuesto cabe destacar que el cabeceo descubierto por Bradley sólo podía ser explicado con la teoría de la gravitación de Newton; luego, también aquí una nueva serie de observaciones ayudaron a confirmar tan importante teoría.

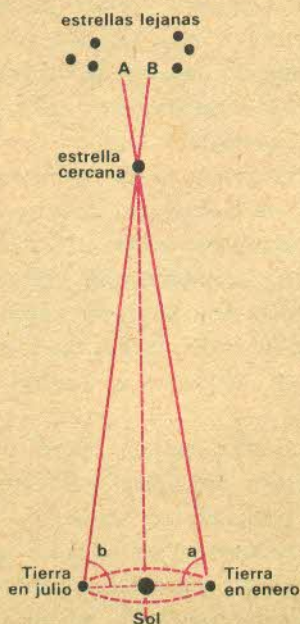
Al proseguir sus observaciones, Bradley notó que una estrella de la constelación del Dragón (la estrella γ Draconis) parecía cambiar de posición con respecto a las estrellas más lejanas, pero, desgraciadamente, no del modo que esperaba. Más tarde, en 1727, comprobó que el desplazamiento de esta estrella, y de otras, ya podía ser explicado. Sin duda alguna, el cambio de posición observado era debido al movimiento de la Tierra en el espacio.

Por lo tanto, el astrónomo hace sus observaciones y formula sus teorías que le llevan a efectuar nuevas observaciones, las cuales a su vez le conducen a nuevas teorías. Y precisamente

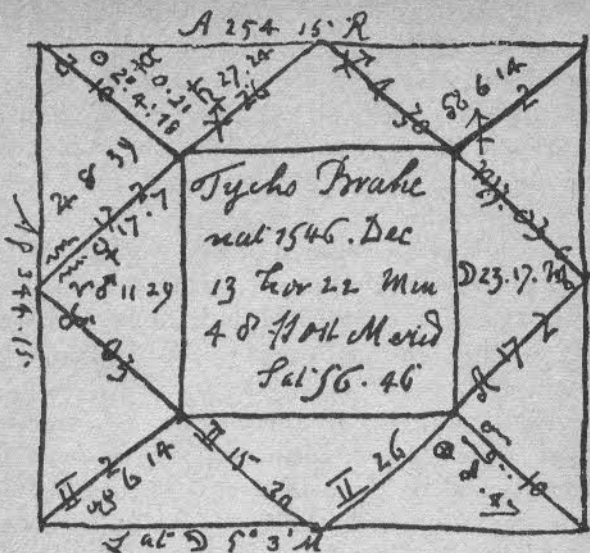
esto es lo que queríamos decir antes cuando comentábamos que no podemos tener la completa seguridad de que no cambiará nuestro “esquema” del universo.

Pero podemos preguntarnos cuál es el propósito de todo esto, y si tiene alguna importancia el conocimiento del tamaño, la forma, la estructura y los movimientos de los cuerpos que constituyen el universo.

Aparte la necesidad de saber tales cosas por el mero hecho de conocerlas, en todas las épocas el hombre ha querido profundizar en ellas para encontrar respuestas lógicas a preguntas



En cierta época del año vemos una estrella cercana en la dirección A. Seis meses más tarde la Tierra ha recorrido la mitad de su órbita, y observamos dicha estrella en la dirección B. Puesto que el diámetro de la órbita terrestre es conocido, podremos calcular la distancia a la estrella si medimos los ángulos a y b.



El estudio de la astronomía también fue impulsado por la creencia de que la vida del hombre venía influida por las posiciones de las estrellas en su nacimiento. El horóscopo de Tycho Brahe muestra el año, el mes, el día, la hora y el minuto de su nacimiento.

prácticas, En los tiempos prehistóricos, cuando el hombre era nómada y cazador, debía estudiar las fases de la Luna para poder cazar de noche, y necesitaba un calendario lunar para establecer las fechas de celebración de sus más importantes ceremonias religiosas y tribales. Miles de años después, cuando el hombre se convirtió en sedentario agricultor, debía saber las distintas posiciones del Sol naciente y poniente con respecto al fondo estrellado. Necesitaba estos conocimientos para confeccionar un calendario estrechamente relacionado con las estaciones del año, a fin de determinar mejor el momento de plantar sus semillas.

Desde tiempos remotos se había creído que las estrellas

inflúan en el destino de la humanidad y que el futuro del hombre podía predecirse por la posición de las mismas en el instante de su nacimiento. Aunque esta creencia no estaba fundada en la realidad, requería que los astrólogos que realizaban tales predicciones supiesen muchas cosas del cielo. Por ello los astrólogos antiguos fueron al propio tiempo buenos astrónomos. Más adelante, las necesidades de la navegación fueron otro gran incentivo. Los primeros navegantes fenicios y griegos que se aventuraron hacia el norte y el sur del Atlántico necesitaban saber su latitud, la cual sólo podían deducir de la observación del Sol y las estrellas. Desde los tiempos de Colón, cuando los barcos empezaron a surcar los grandes océanos de este a oeste, los marinos debían tener un conocimiento más exacto de los cielos para ayudarles a determinar su longitud en el mar. El Real Observatorio de Greenwich, en Inglaterra, fue fundado en 1676 con el propósito de "perfeccionar la navegación". Uno de sus trabajos principales consistió en efectuar observaciones y en calcular a partir de éstas las futuras posiciones del Sol, la Luna y las estrellas.

Hoy la astronomía está íntimamente relacionada con otras muchas ciencias, entre las que destacan la física y la química. Podemos imaginarnos cómo el astrónomo ayuda a otros científicos si consideramos lo que puede descubrir de las estrellas. Por una parte, quiere conocer las diversas sustancias que las constituyen y saber además de qué forma actúan el calor y la presión sobre tales sustancias. Las temperaturas y las presiones existentes en las estrellas son tan grandes, que es imposible reproducirlas en un laboratorio terrestre. El astrónomo debe usar laboratorios celestes, esto es, las propias estrellas. En éstas puede estudiar el comportamiento de las sustancias que existen en la Tierra al ser sometidas a condiciones extremas, lo cual amplía los conocimientos sobre dichas sustancias, importantísimos para todas las ramas de la ciencia.

POR QUE BRILLAN LAS ESTRELLAS

¿Qué sabemos acerca de las reacciones internas que se producen en las estrellas? Y, considerando que están situadas a millones de millones de kilómetros de nosotros, ¿cómo podemos informarnos sobre ellas? Aun observadas con los mayores telescopios, las estrellas más brillantes del cielo nocturno aparecen sólo como diminutos puntos de luz, y no en forma de pequeños discos, como la mayoría de los planetas. Estas cabezas de alfiler no pueden ayudarnos a saber cómo serían las estrellas observadas de cerca. Y precisamente esto es lo que querríamos conocer para formarnos una clara idea del porqué brillan las estrellas.

Por fortuna, hay una estrella lo suficiente próxima a nosotros para estudiarla con todo detalle: el Sol. Situado sólo a 150 millones de kilómetros, se encuentra 260 mil veces más cerca que la siguiente estrella y millones de veces más próxima que la mayoría de las restantes que vemos por la noche. El Sol presenta además otra ventaja como punto de partida para nuestras investigaciones. Es una estrella de tipo corriente —ni demasiado grande ni muy brillante— y, al parecer, de mediana edad. Es, pues, una típica representante de millones de estrellas, y mucho de lo que aprendemos de ella será aplicable a las demás.

El Sol tiene un diámetro de 1.391.000 km (unas 109 veces mayor que el de la Tierra). Por lo menos éste es el diáme-

tro del enorme globo de gas del cual nos llega la luz solar. La "superficie" brillante, constituida principalmente por los gases hidrógeno y helio, se encuentra a una temperatura de 6.000°C y se denomina *fotosfera*. No obstante, cuando hablamos de la fotosfera como "superficie" debemos indicar que el globo gaseoso no presenta una corteza como la superficie sólida de nuestro planeta.

LA ATMÓSFERA SOLAR

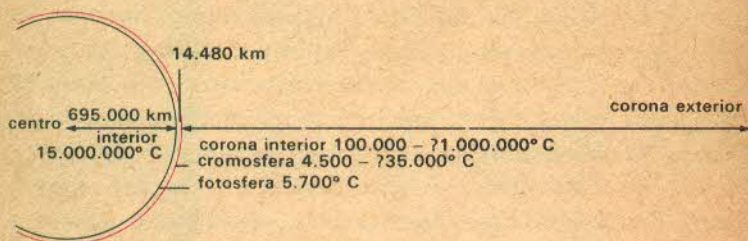
Por encima de la fotosfera hay una capa gaseosa algo más fría —a unos 5.000°C — cuyo espesor es de unos 500 km. Por razones que veremos más adelante, se la denomina *capa inversora*. Está constituida principalmente por hidrógeno, pero también por pequeñas cantidades de otros elementos, tales como helio, oxígeno, titanio y hierro. El gas de esta capa inversora tiene muy poca densidad, siendo su presión de sólo una milésima parte de la del aire de nuestro planeta al nivel del mar. Podemos considerar dicha capa como la parte inferior de la atmósfera solar.

Extendiéndose por encima de esta capa inversora, hasta unos 10.000 km de altura, hay otra capa gaseosa de tinte rosado que se denomina *cromosfera*, o esfera coloreada. De ordinario no podemos observarla, pero llega a ser visible durante un eclipse total de Sol cuando la Luna tapa completamente la deslumbrante luz de la fotosfera. Mediante un instrumento denominado coronógrafo (que produce un eclipse artificial) puede verse también desde observatorios situados en las cimas de las montañas, tales como el de la Universidad de Harvard en Climax, Colorado. La cromosfera está constituida por los mismos gases que encontramos en la capa inversora, si bien contiene más hidrógeno, y la temperatura es de unos 5.000°C , como la de la capa inversora.

La parte superior y más extensa de la atmósfera solar es

la *corona*, así denominada por la forma en que parece coronar al Sol, con luz perla, durante un eclipse total. Como la cromosfera, la corona sólo es visible en los eclipses totales de Sol, o bien mediante el coronógrafo. Aun entonces no es fácil verla, porque la intensidad de su luz vale sólo la mitad de la producida por la Luna llena.

La temperatura de la corona es de $1.000.000^{\circ}\text{C}$, mas para comprender este valor debemos darnos cuenta de lo que



Este diagrama resume lo que los astrónomos han descubierto en cuanto se refiere a temperaturas en el interior del Sol, en su superficie y en las principales capas de su atmósfera.

estamos midiendo. La temperatura de los gases refleja los movimientos de sus átomos y el que la temperatura de la corona sea muy elevada quiere decir que los átomos de la misma se mueven a grandes velocidades. Aun así, el gas de la corona no es "caliente" debido a su pequeña densidad. En una habitación llena de este gas quedaríamos congelados.

Continúa siendo una incógnita hasta dónde se extiende la corona en el espacio. La interior, que es más bien amarillenta que de color blanco perla, no presenta misterio alguno y sabemos que llega hasta unos 150.000 km del disco solar. Es la corona exterior la que nos ofrece algunas dudas. Durante un eclipse total de Sol puede ser observada y fotografiada, pero su

tamaño y su forma varían de un eclipse a otro. Unas veces es aproximadamente circular, otras tiene forma ovalada y aun algunas veces aparece bastante irregular. A menudo se observan largos rayos brillantes —rectilíneos o curvados— que se extienden por lo menos hasta un millón de kilómetros y quizá dos millones o más. Sin embargo, durante muchos años los astrónomos han sospechado que esta distancia aún no llegaba a expresar los límites de la corona exterior.

En los últimos diez años se han realizado estudios especiales sobre la corona, utilizando radiotelescopios, que han tenido un éxito espectacular. Los astrónomos saben ahora que la corona exterior se prolonga por lo menos hasta 10 millones de kilómetros en todas direcciones y hasta 40 millones de kilómetros en la dirección del ecuador solar. No obstante, estos valores aún no son definitivos. Algún científico ha llegado a sugerir que el delgadísimo borde exterior de la corona puede extenderse tan lejos del Sol como para llegar a alcanzar la misma Tierra. Si esto es realmente así, al igual que Mercurio y Venus nos movemos en una órbita sumergida en el interior de la atmósfera solar.

Tal vez nunca sepamos exactamente dónde termina la corona, pues no podemos considerar ninguna de las capas de la atmósfera solar con límites definidos y permanentes. La fotosfera está sumergida en la capa inversora (la cual ciertos astrónomos no consideran como una capa distinta) y la capa inversora está sumergida a su vez en la cromosfera. La propia cromosfera, cuyo aspecto granular recuerda un césped descuidado, tiene ciertamente una parte exterior que se confunde con la corona; y entre la corona interior y la exterior no se puede trazar una línea de separación definida. Todo esto ocurre porque el Sol es una esfera de gas ardiente que no presenta una superficie sólida que podamos tomar como límite.

LA FOTOSFERA Y LAS MANCHAS SOLARES

Las diversas capas de la atmósfera solar tienen un gran interés para los astrónomos, pues también pueden aclarar algo de lo que está ocurriendo en el interior. Sin embargo, la atmósfera no es capaz de explicarlo todo. Casi toda la información que poseemos sobre el interior del Sol proviene del estudio de la fotosfera, la cual muestra muy pocos detalles en la mayoría de fotografías, a excepción de las grandes manchas oscuras que de vez en cuando parecen desplazarse en su superficie.

Por fortuna disponemos de métodos más eficaces que las fotografías ordinarias para saber lo que sucede en la fotosfera. Ahora, mediante globos sonda y satélites, podemos transportar telescopios equipados con cámaras fotográficas a grandes alturas sobre la superficie de la Tierra. A altitudes de más de 25.000 m la atmósfera terrestre es muy transparente, lo cual permite tomar fotografías excepcionalmente nítidas. Todas estas fotografías a gran altura revelan que la fotosfera no tiene la superficie lisa y tranquila que muestran las fotos ordinarias. Por el contrario, se observa una superficie granular que recuerda una capa de granos de arroz en continuo movimiento.

La razón de esto estriba en que la fotosfera es una masa hirviente de densos gases calientes. Cuando las bolsas de gas que se encuentran en el interior de la fotosfera aumentan de temperatura con respecto al gas que las rodea "salen burbujear" hacia la superficie, fulguran un instante a la vez que se enfrían, y luego se hunden de nuevo para dejar sitio a otras bolsas calientes que están subiendo. Es este fenómeno de ascenso y descenso el que da a la fotosfera su característico aspecto.

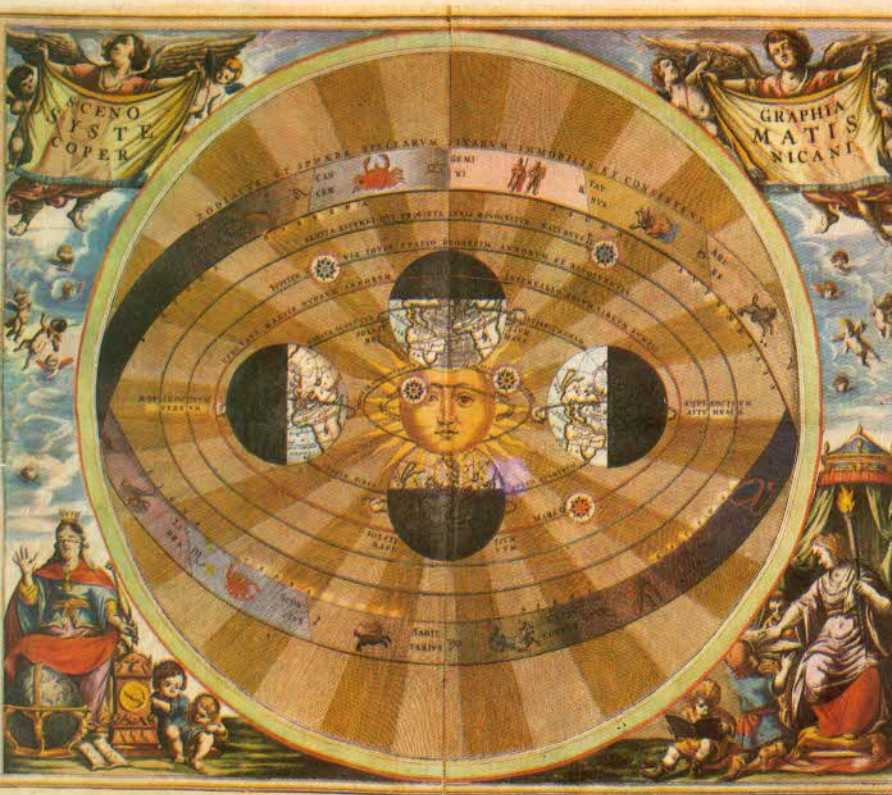
Aunque la fotosfera aparece extraordinariamente brillante, a menudo está salpicada por lunares oscuros denominados manchas solares. Galileo y Cristóbal Scheiner iniciaron un estudio detallado de las manchas solares poco después de la invención

del telescopio en 1609. Observaron que las manchas presentan una región central negra llamada *núcleo* rodeada de una zona gris denominada *penumbra*. No obstante, la penumbra es aún más oscura que la superficie brillante de la fotosfera que la circunda. Posteriormente los astrónomos se dieron cuenta de que cada 11 años aumenta el número de manchas solares desde unas pocas hasta varios centenares, y luego de nuevo disminuye.

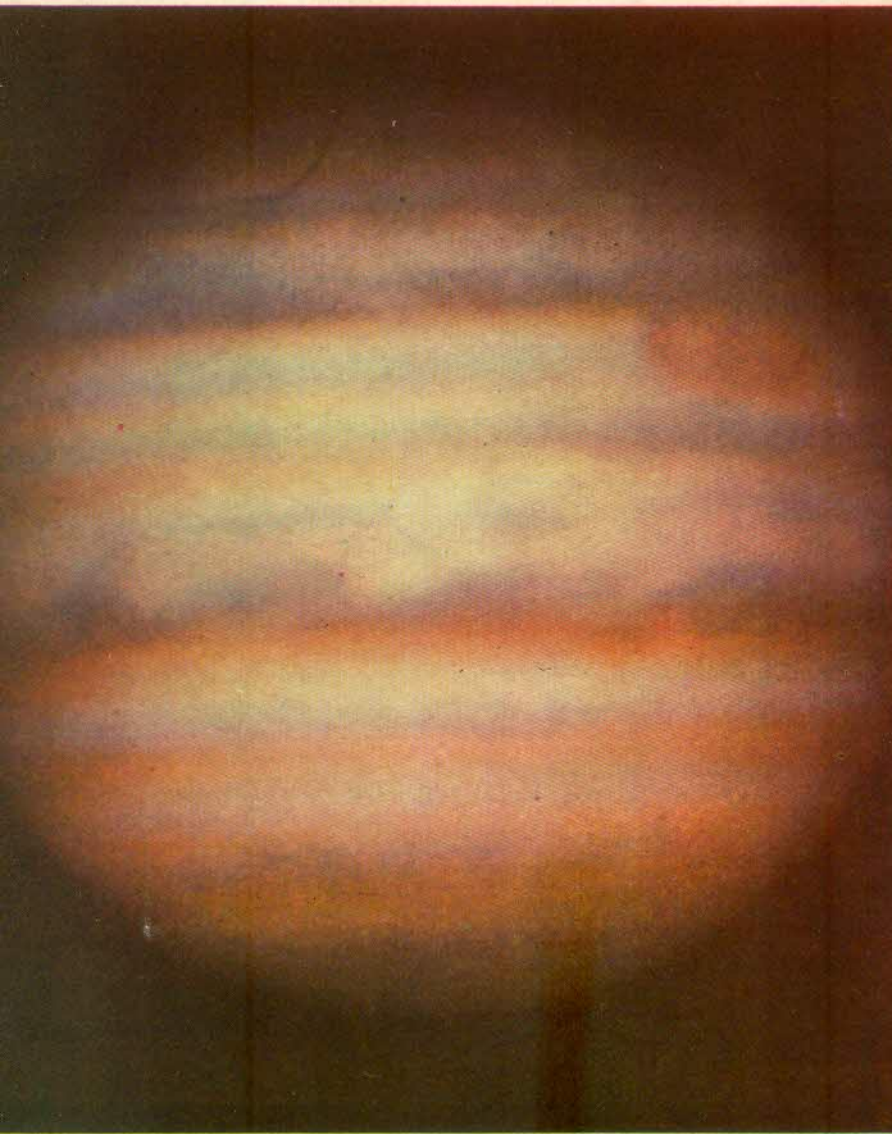
Aunque el estudio de las manchas solares se viene efectuando desde hace ya más de tres siglos y medio, hasta hace unos 10 años aún subsistía cierto misterio en torno a éstas y todavía hoy día los astrónomos tienen que aprender mucho acerca del origen de las mismas. Galileo se dio cuenta en seguida de que necesitaba algo que explicara su presencia, ya que una vez descubiertas, los hombres tuvieron que rehacer sus ideas sobre el Sol. Los antiguos griegos creían que el Sol era algo perfecto, inmaculado. Pero Galileo descubrió sus manchas o "defectos", dándose cuenta de su aparición y desaparición y demostrando claramente que el Sol no es inmutable.

Algunos astrónomos trataron luego de encontrar explicaciones para estas manchas solares. Varios creyeron que se trataba de sombras y denominaron a la porción central oscura "umbra" o sombra y al borde grisáceo "penumbra", o sombra parcial. Otros pensaron que las zonas oscuras eran enormes rocas que emergían de un mar fuertemente iluminado, y que los bordes grisáceos eran playas arenosas; otra teoría suponía incluso que las manchas solares eran simples volcanes. Todas estas ideas eran equivocadas.

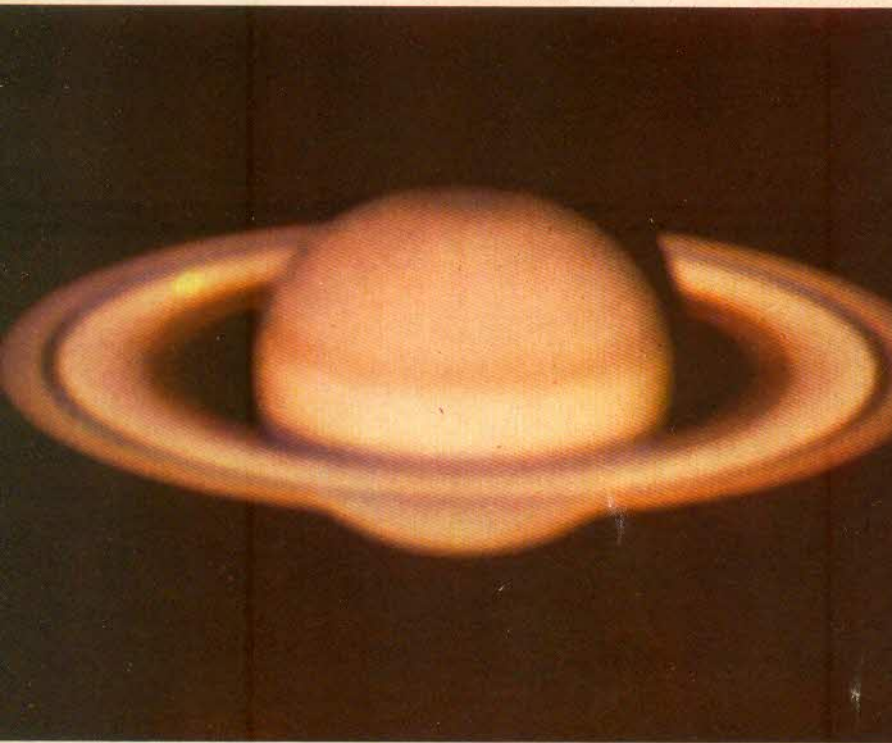
Ahora sabemos que las manchas se desplazan sobre el disco solar a medida que el Sol gira alrededor de su eje en unos 25 días. A medida que una mancha se acerca al borde del disco solar o limbo, parece como si "la apretasen" cada vez más y se estrechase, y cuando pasa por el mismo borde se advierte que se trata de una auténtica depresión. Esto indica que las manchas solares, donde quiera que estén, son huecos de la fotos-



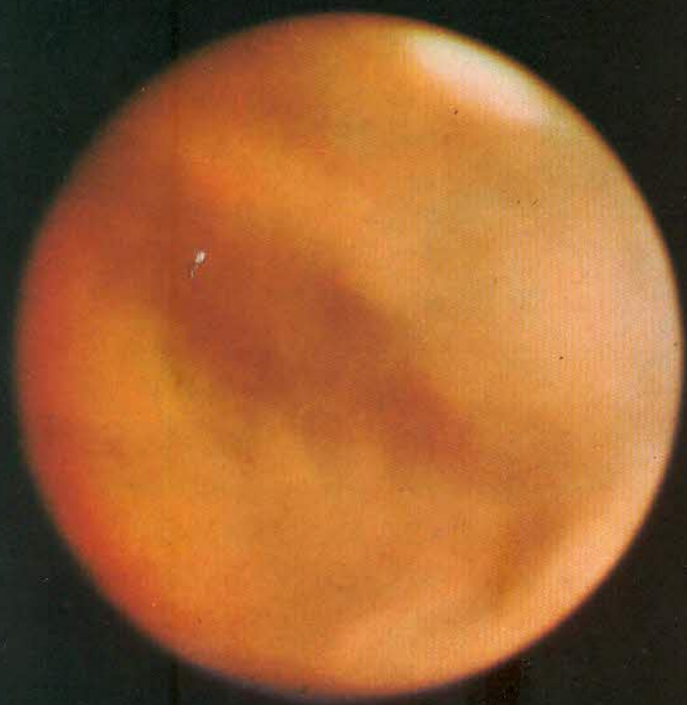
Mapa según el sistema de Copérnico, obra de Cellarius.



El planeta Júpiter.



El planeta Saturno.



fera. Si observamos las manchas cuando se encuentran en la parte central del disco solar notamos que aun en las regiones más oscuras de la mancha se producen luz y otras radiaciones; por lo tanto, no son oscuras realmente. Sólo aparecen así en comparación con la intensa luminosidad de la fotosfera que las rodea.

Sabemos en la actualidad que las manchas solares son enormes remolinos gaseosos con profundas "raíces" en la fotosfera. Algunos astrónomos creen que son debidas a una circulación de gases por debajo de la fotosfera y que dicha circulación tiene lugar a lo largo de una especie de remolinos toroidales. Cuando la materia que se desplaza alcanza la fotosfera se pone de manifiesto en la forma de manchas: enormes huecos que irradian luz visible y otras clases de radiaciones. Con un radio-telescopio podemos "oír" las perturbaciones producidas en la cromosfera situada encima de las manchas, y que son mucho más intensas que las que normalmente nos envían las regiones "tranquilas" del Sol.

Los telescopios ópticos demuestran que las manchas solares están íntimamente relacionadas con las protuberancias y las fulguraciones. Las protuberancias, con aspecto de llamas, son grandiosas masas de gas caliente, generalmente hidrógeno, que se proyectan centenares de miles de kilómetros por encima de la fotosfera. No son llamas, pues las llamas son gases calientes producidos por la combustión de sustancias, y no hay tal combustión en el Sol. Por alguna razón que aún no comprendemos totalmente, las fulguraciones solares tienen lugar cuando la actividad magnética varía súbitamente en los alrededores de una mancha. Cuando esto sucede, la energía producida por tal actividad obliga de algún modo a que innumerables partículas cargadas eléctricamente sean disparadas desde el Sol.

La energía engendrada por esta actividad solar es enorme. Podemos formarnos una idea observando sus efectos sobre la Tierra. Por ejemplo, las manchas solares originan cambios del tiempo atmosférico en extensas regiones. Al principio y al final de cada período undecenal, cuando hay pocas manchas, generalmente tenemos un tiempo estable; hacia la mitad de dicho período, cuando hay una gran cantidad de ellas, debemos esperar grandes variaciones en las condiciones climatológicas.

Las fulguraciones solares producen efectos más espectaculares. Muchas de las partículas cargadas eléctricamente que son expulsadas del Sol quedan aprisionadas en las capas superiores de la atmósfera terrestre, donde se desplazan entre los polos Norte y Sur a elevadas velocidades. En las regiones árticas y antárticas determinan la aparición de las hermosas cortinas coloreadas que denominamos auroras polares, mientras que producen “tempestades” magnéticas en todo el mundo. Al incidir en la capa atmosférica que refleja las ondas cortas de la radio—capa denominada *ionosfera*— pueden producirse también perturbaciones radiofónicas.

Cualquiera que sea la apariencia del Sol que podamos imaginarnos —ya sea en calma o bien particularmente activo— no puede dejar de impresionarnos la colosal energía que éste encierra. La misma fotosfera, con una superficie de unos cuatro billones de kilómetros cuadrados, irradia constantemente luz y calor y toda clase de ondas radioeléctricas. Mientras que las manchas solares producen una intensa emisión de radiaciones ultravioletas y de otros tipos, las protuberancias contienen tal cantidad de calor que los más potentes altos hornos no pueden compararse con ellas. Y esta enorme producción de energía dura ya desde hace miles de millones de años.

Ningún proceso químico ordinario, tal como la combustión, puede llegar a engendrar energía en tan gran cantidad. Para encontrar la razón por la cual el Sol continúa en acti-

vidad, debemos buscar una explicación en el campo de las reacciones atómicas que tienen lugar muy en el interior del globo solar, donde la temperatura puede llegar a ser de hasta 20 millones de grados. ¿Pero cómo podemos hacerlo si somos incapaces de ver más allá de la densa fotosfera, que sólo permite el paso de una pequeña fracción de la radiación interior? Para saber qué reacciones atómicas tienen lugar precisamente dentro del Sol debemos conocer tres extremos: 1) qué clase de átomos existen allí; 2) cómo se comportan dichos átomos bajo condiciones variables de temperatura y presión; 3) cuáles son estas condiciones de temperatura y presión en el interior del Sol.

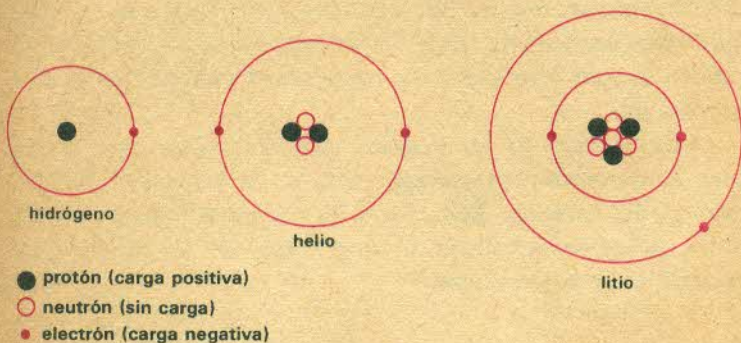
La reunión de estos datos es de la mayor importancia para la *astrofísica*, ciencia que trata de la naturaleza física y química del universo. Pero, antes de ver cómo trabaja el astrofísico, debemos considerar lo que acerca de los átomos han aprendido otros científicos.

EL MUNDO DE LOS ÁTOMOS

La teoría atómica que el científico inglés John Dalton desarrolló hace siglo y medio se basaba en dos puntos fundamentales. El primero establecía que todas las sustancias están constituidas por átomos, las más pequeñas porciones de materia que pueden existir. El segundo suponía que todos los elementos químicos difieren en su peso porque están constituidos por distintas clases de átomos: los elementos muy ligeros, tales como el hidrógeno y el helio, tienen átomos de muy poco peso, mientras que los elementos pesados, como el mercurio y el plomo, están formados por átomos de peso elevado.

Esta teoría permitió a los científicos explicar muchas de las cosas del mundo que les rodeaba con mayor claridad de lo que hasta entonces lo habían logrado. La teoría de Dalton con-

tinúa siendo útil aún hoy. Pero al efectuarse más experiencias científicas y adquirirse nuevos conocimientos, ciertas partes de la teoría debieron ser descartadas. Pronto resultó evidente que el átomo *no* es la partícula material de menores dimensiones. En efecto, cada átomo está constituido a su vez por un conjunto de partículas más pequeñas, y unos átomos son más pesados que otros porque contienen mayor número de dichas partículas.



La radiación del Sol y de las estrellas es debida a reacciones atómicas, y los átomos que intervienen son los mismos de la Tierra. Estos diagramas muestran la constitución de los átomos de los tres elementos más ligeros.

En el presente siglo se han acrecentado enormemente nuestros conocimientos sobre los átomos. Los físicos y los químicos han considerado útil imaginar “esquemas” de los átomos, que se materializan en forma de modelos. Tales modelos nos dan una idea bastante buena de cómo están constituidos y de cuál es su comportamiento.

Para empezar, podemos considerar que un átomo tiene una pesada parte central, el *núcleo*, con una carga eléctrica positiva. Alrededor del núcleo giran uno o más electrones con una carga eléctrica negativa cada uno. Dentro del núcleo hay a su vez dos clases de partículas: los *protones* y los *neutrones*. Los

protones tienen una carga eléctrica positiva, mientras que los neutrones no tienen ninguna. Estas tres clases de partículas —electrones, protones y neutrones— son las más importantes que debemos considerar, aunque actualmente se conocen más de una docena de otras clases.

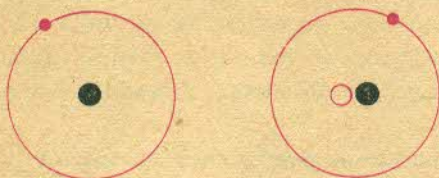
En cada átomo normal, el número de electrones es exactamente igual al número de protones de su núcleo. Puesto que los protones llevan una carga positiva y los electrones una carga negativa, de ello se desprende que un átomo normal es eléctricamente neutro. Pero no ocurre así en todos los átomos. En condiciones extremas de calor o de presión algunos electrones pueden ser arrancados del átomo, dejando a éste cargado positivamente.

La diferenciación *química* entre los átomos de los distintos elementos se establece por el número de electrones y de protones que contienen. Pero, dado que normalmente es el mismo el número de electrones que el de protones, basta considerar el de estos últimos. El átomo de hidrógeno tiene un solo protón, el de helio dos y el de litio tres. El uranio, con 92 protones, es el mayor de los átomos que en forma natural existen sobre la Tierra, pero hay unos cuantos todavía mayores que pueden ser producidos artificialmente en el laboratorio.

La diferencia de *peso* entre un átomo y otro depende del número total de protones y neutrones del núcleo. El átomo normal de hidrógeno con un solo protón y sin neutrones, es el más ligero de todos. Después está el helio, con dos protones y dos neutrones; luego el litio con tres protones y cuatro neutrones. El átomo de uranio-238, con 92 protones y 146 neutrones, es el más pesado de todos.

Por lo tanto, las propiedades químicas de un átomo dependen del número de protones que contiene, mientras que su peso depende de la suma de los números de protones y de neutrones. ¿Es posible que dos átomos tengan las mismas propiedades químicas pero difieran en su peso? La respuesta es *sí*.

Aunque el átomo de hidrógeno ordinario tiene un solo protón y ningún neutrón, un tipo mucho más raro de átomos de dicho elemento, el denominado deuterio, tiene un protón y un neutrón. Ambos poseen las mismas propiedades químicas, pero el deuterio pesa el doble que el hidrógeno ordinario. Los átomos de igual número de protones pero distinto número de neutrones se denominan *isótopos* del mismo elemento.



Las propiedades químicas de un átomo dependen del número de protones que contiene. Su peso depende del total de protones y de neutrones. Estos dos átomos son químicamente iguales, pero el átomo de deuterio (derecha) pesa el doble que el de hidrógeno (izquierda).

El hecho de que dos átomos de un mismo elemento puedan diferenciarse en su peso quiere decir que el número de un átomo no es inalterable. Pierre y Marie Curie descubrieron que cambios de este tipo tienen lugar constantemente en el radio. Según un proceso natural de "envejecimiento", los átomos de radio liberan partículas a la vez que van perdiendo peso. Trabajos posteriores demostraron que cambios parecidos ocurren en otros 10 elementos pesados que se encuentran en la naturaleza. Poco después de la primera guerra mundial, Sir John Cockcroft y Ernest Walton en el laboratorio consiguieron romper un átomo por medios artificiales.

El núcleo de un átomo pesado puede ser roto bombardeándolo con partículas subatómicas que se desplacen a elevadas velocidades. Debido a este fraccionamiento, el átomo primitivo se convierte en dos átomos de sustancias más livianas. Los dos átomos ligeros tienen juntos la misma cantidad de materia que el pesado átomo primitivo —casi, pero no completamente—. En algún momento del proceso —denominado *fisión*— se pierde una pequeñísima cantidad de materia. Lo que sucede es que algunas partículas atómicas dejan de existir como materia y se transforman en energía radiante. De esta forma se produce la energía en la bomba atómica.

Pero hay otra clase de proceso —*fusión*— en el que los núcleos de dos átomos ligeros se combinan para constituir el núcleo de un átomo más pesado; ahora los átomos ligeros se rompen y dan lugar a un solo núcleo pesado. Aquí se ha “perdido” cierta cantidad de materia después de la reacción, y también dicha materia se ha transformado en energía radiante. Por este proceso se obtiene la enorme potencia de la bomba de hidrógeno y esto ocurre también en las profundidades del Sol.

LOS RAYOS QUE ATRAVIESAN EL ESPACIO

Cuanto sabemos sobre el Sol y las demás estrellas lo hemos aprendido de las distintas clases de radiaciones que éstas nos envían —ondas radioeléctricas, calor, luz, rayos X, etc.—; y todas estas radiaciones son producidas por los átomos. Si podemos encontrar la relación existente entre átomos y radiaciones estaremos mucho más cerca de la respuesta a la pregunta: ¿Por qué brillan las estrellas?

Todas las radiaciones mencionadas tienen dos cosas en común: recorren el espacio a la misma velocidad —unos 300.000 km/seg— y son influidas por campos eléctricos y magnéticos, por lo cual se las denomina radiaciones *electromagnéticas*.

Ninguna de estas radiaciones puede ser "vista" en el sentido de que los científicos puedan coger y examinar un "trozo" de luz, o bien poner una onda radioeléctrica bajo el microscopio. Pero pueden observar los efectos de estas radiaciones; efectos a los que denominamos luz, ondas radioeléctricas, rayos X, o lo que sea. Algunas experiencias muestran que las radiaciones se comportan como si estuviesen constituidas por diminutas partículas, demasiado pequeñas para poder ser vistas. Otras también indican que las radiaciones actúan como si no fuesen más que un conjunto de ondas. Por lo tanto, lo mejor es imaginar que una radiación electromagnética está formada por diminutas porciones de energía (denominadas *cuantos*), cada una de las cuales se comporta como un "paquete" de ondas.

Cada clase de radiación sólo difiere de las demás en la longitud de sus ondas. Por ejemplo, las ondas radioeléctricas y las luminosas son dos formas de radiación electromagnética que se desplazan a la misma velocidad. Además, las dos contienen energía transformable en trabajo: la luz actuando sobre una célula fotoeléctrica y las ondas radioeléctricas excitando los átomos de una antena de radio. La diferencia fundamental entre ambas estriba en que las ondas radioeléctricas son millones de veces más largas que las luminosas.

Las ondas más cortas se denominan *rayos cósmicos*. Se producen cuando los átomos de la atmósfera terrestre son bombardeados por partículas de alta velocidad procedentes del espacio exterior. No conocemos bien el origen de dichas partículas de tan alta velocidad, pero sabemos que algunas proceden del Sol directamente. La longitud de onda de los rayos cósmicos es menor que 0,00 000 000 05 cm.

Las radiaciones que les siguen, de mayor longitud de onda, son los *rayos gamma*, que varían entre 0,00 000 000 05 cm y 0,00 000 04 cm: Son engendrados en las profundidades del Sol y de otras estrellas y enviados al espacio; pero, como los rayos cósmicos, no llegan a la superficie de la Tierra

porque la atmósfera nos protege de ellos. Tal cuestión es muy interesante, pues las radiaciones de muy pequeña longitud de onda pueden dañar los tejidos vivos —y cuanto más cortas son las ondas tanto más nocivas son sus radiaciones.

Los rayos X, cuyas ondas pueden llegar a ser hasta mil veces mayores que las de los rayos gamma, son también peligrosos para los tejidos vivos. Afortunadamente, la atmósfera terrestre también nos resguarda de estos rayos. Sabemos, no obstante, que son producidos por el Sol, pues, desde hace poco, cámaras fotográficas transportadas por cohetes fotografían el Sol utilizando *exclusivamente* sus rayos X.

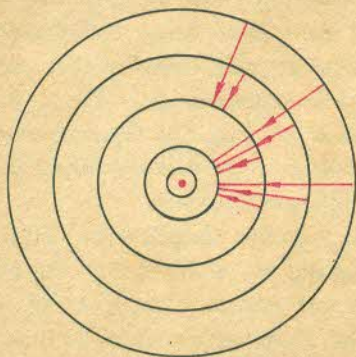
La atmósfera terrestre impide también la llegada de un elevado porcentaje de la radiación *ultravioleta* que nos envía el Sol. Estos rayos tienen una longitud de onda comprendida entre 0,00 0001 cm y 0,00 004 cm. Solamente los más largos y menos peligrosos de estos rayos pueden atravesar la atmósfera y llegar hasta la superficie de la Tierra, pero aun éstos son capaces de producir las llamadas “quemaduras del sol”, y una prolongada exposición a estos rayos puede ser peligrosa si no se toman las debidas precauciones.

Ultravioleta significa simplemente “más allá del violeta”, y cuando la longitud de onda es algo superior empezamos a considerar rayos que podemos percibir con nuestra vista. Los menores, con una longitud de onda de unos 0,00 004 cm, producen luz violeta. Después encontramos la luz azul (de longitud de onda algo superior), luego verde (más larga aún), amarilla y, finalmente, roja, que es la originada por los rayos visibles de mayor longitud de onda con una magnitud de hasta 0,00 008 cm.

Más allá de este valor encontramos un amplio margen de longitudes de onda demasiado largas para que pueda registrarlas nuestra retina. Aquí entramos en la región por debajo del rojo, el *infrarrojo*. Aunque no podemos ver los rayos infrarrojos del Sol y de las estrellas, notamos los más cortos en for-

ma de calor. Y cuando se trata de los de mayor longitud de onda nos estamos acercando a las primeras longitudes que pueden registrar los receptores de radio. El conjunto de las longitudes de ondas radioeléctricas se extiende desde poco menos de 1 mm hasta más de 2.000 m, pero sólo una pequeña fracción de ellas puede atravesar la atmósfera terrestre. Están comprendidas entre los 4 $\frac{1}{2}$ mm y los 10 m.

El conjunto constituido por todas las ondas reseñadas, desde las más cortas de los rayos cósmicos hasta las más largas ondas radioeléctricas, se denomina *espectro electromagnético*. Éste comprende toda la energía radiante que los átomos pueden emitir o absorber. Veamos, a continuación, cómo sucede esto.



Un electrón puede moverse alrededor del núcleo según distintas órbitas. Al saltar de una órbita a otra interior emite radiación, cuya longitud de onda depende de la magnitud del salto. En cada átomo sus electrones sólo pueden efectuar unos determinados saltos, por lo tanto, produce longitudes de onda que le singularizan.

ÁTOMOS Y RADIACIONES

Ya hemos visto que los átomos están constituidos por un núcleo y por un cierto número de electrones girando a su alrededor, y también que el átomo de hidrógeno, el más sencillo de todos, tiene sólo un electrón. Si no hacemos nada para aumentar la energía del átomo de hidrógeno, como sería calentarlo fuertemente, su electrón continúa siempre en la misma órbita. Pero el electrón del hidrógeno (como todos los electrones) reaccionará a una cierta longitud de onda, perfectamente determinada. Así, si agregamos la precisa cantidad de energía —es decir, si excitamos el átomo con la energía correspondiente a la longitud de onda requerida— el electrón saltará a una órbita más exterior. Cuando esto ocurra, el átomo absorberá una cierta cantidad de energía, correspondiente a una determinada longitud de onda. Poco después, cuando la energía haya sido absorbida, el electrón caerá de nuevo en su órbita primitiva. Cuando esto suceda el átomo devolverá exactamente la misma cantidad de energía que recibió y exactamente con la misma longitud de onda.

El electrón del átomo de hidrógeno puede moverse alrededor del núcleo según cuatro órbitas distintas, por lo tanto puede realizar diversos saltos. Por ejemplo, de la órbita 1 puede saltar a la órbita 2, a la 3, o a la 4; de la órbita 2 puede saltar a la 3, o a la 4, y así sucesivamente. Cada salto distinto hacia el exterior absorbe ondas de distinta longitud, mientras que los distintos saltos hacia el interior producen ondas de distinta longitud.

Puesto que los electrones efectúan solamente un limitado número de saltos distintos, el átomo de hidrógeno podrá absorber o emitir sólo un contado número de longitudes de onda. Éste resulta ser uno de los más importantes indicios para ayudar al astrofísico a comprender lo que sucede en el interior de las

estrellas; he aquí la razón: el hidrógeno, el níquel, el cromo, el calcio —cada elemento en particular— tiene su campo específico de longitudes de onda y nunca dos de estos campos son exactamente iguales. Por lo tanto si el astrónomo observa el tipo de longitudes de onda que una cierta clase de átomos produce o absorbe, sabrá en seguida si se trata de un átomo de hidrógeno, de carbono, de calcio, etc.

El conjunto característico de longitudes de onda que un átomo produce se llama *espectro* de dicho átomo. Por esto en astrofísica se habla de los espectros del hidrógeno, del oxígeno, o del carbono. El espectro identifica al átomo lo mismo que las impresiones dactilares nos identifican a cada uno de nosotros.

Si un detective tiene la suerte de encontrar una serie de huellas dactilares, no sólo puede identificar la persona que las dejó, sino que es capaz de descubrir algo más. Por ejemplo, si las impresiones revelan trazas de polvo y aceite puede llegar a deducir que se trata de alguien que ha estado manipulando un motor de automóvil. El astrofísico puede utilizar el espectro de un átomo de forma parecida. Un tipo de variación del modelo exacto que él había esperado puede decirle que el átomo está muy caliente; otro tipo de variación puede indicarle que el átomo se encuentra en un fuerte campo magnético; y aun otro puede determinar si el átomo se acerca o se aleja. Pero, ¿cómo es posible, nos preguntamos, que un astrofísico obtenga las “huellas dactilares” de átomos situados a millones de kilómetros de nosotros?

LOS ESPECTROS Y LAS ESTRELLAS

Desde luego, no puede utilizar todas las longitudes de onda del espectro electromagnético. Como vimos anteriormente, la atmósfera absorbe las ondas muy cortas y muy largas. Por lo tanto el astrofísico debe limitarse a cierto intervalo de longitu-

des de ondas luminosas, aunque también puede obtener muchos datos de las ondas radioeléctricas.

La luz procedente de cada estrella es originada por incontable número de átomos; unos producen una determinada longitud de onda, y otros otra distinta. Por consiguiente, el astrofísico necesita un instrumento capaz de descomponer la luz con exactitud en sus diferentes longitudes de onda, o sea en colores. Una forma de conseguirlo es haciendo pasar la luz procedente de una estrella a través de un prisma de cristal. Pero, un solo prisma separa muy poco los colores, no siendo en realidad suficiente para suministrarnos todos los resultados que necesitamos.

Debemos descomponer la luz en miles de colores o de longitudes de onda diferentes, y para conseguirlo se precisan instrumentos especiales. Algunos de ellos, incluyendo el espectroscopio y el espectrógrafo, se describen más adelante.

Cuando la luz de una estrella incide en el ocular de un telescopio, pasa a través de una delgada rendija antes de llegar al instrumento que la descompone en los distintos colores. Cada color aparece como una estrecha raya, pues cada uno de ellos ha sido enmarcado por la delgada rendija. Desde el punto de vista del astrofísico, una de las cuestiones más importantes es que para cada color en particular la raya se proyecta en un lugar determinado y no en otro cualquiera. El conjunto completo de rayas —denominado espectro de la estrella— puede ser fotografiado y medida la posición exacta de las rayas. De esta manera el astrofísico conoce la clase de átomos que precisamente contiene una estrella. Por este método ha sabido que el Sol y todas las demás estrellas que vemos brillar en el firmamento están constituidos precisamente por la misma clase de átomos que encontramos en la Tierra.

Pero el astrofísico no se conforma con saber cuáles son las diversas clases de átomos presentes en una estrella; también quiere conocer las proporciones relativas de cada sustancia.

Por ejemplo, si las rayas espectrales indican que una estrella contiene simultáneamente hidrógeno y oxígeno, quiere saber cuál es más abundante y en qué proporción. Puede conocerlo midiendo la intensidad de las distintas rayas. Supongamos que hay 10 veces más de hidrógeno que de oxígeno en una estrella; deberíamos esperar, por lo tanto, que llegasen más radiaciones de los átomos de hidrógeno que de los de oxígeno, lo cual se traduce en que el hidrógeno debería producir rayas más intensas que el oxígeno. Y esto es lo que sucede en la realidad. Así, al medir la intensidad de las rayas, el astrofísico puede deducir que el hidrógeno es 10 veces más abundante que el oxígeno, pero no puede asegurar cuántas toneladas de cada gas contiene la estrella en cuestión.

La medición de la intensidad de las rayas espectrales indica al astrónomo la composición de las capas superficiales del Sol y de otras estrellas. Así se sabe que el Sol contiene 10 veces más hidrógeno que helio. Los científicos saben también que estas dos sustancias son conjuntamente unas mil veces más abundantes que la totalidad de los restantes elementos. Las capas superficiales de las estrellas varían considerablemente de unas a otras, pero en un gran número de ellas el hidrógeno y el helio son los principales constituyentes.

El espectro de una estrella todavía puede indicarnos más cosas sobre la misma. Al estudiar las rayas espectrales con el microscopio, el astrofísico puede saber si es muy caliente la superficie de una estrella, si existe un intenso campo magnético o eléctrico a su alrededor, o si los átomos se encuentran concentrados con una gran densidad o dispersos según tenues envoltentes.

Veamos primero cómo las rayas espectrales nos informan sobre la temperatura de las estrellas. Si la superficie de una estrella está muy caliente, parte de los átomos de dicha superficie habrá perdido uno o más de sus electrones; estarán *ionizados*, como dicen los científicos. Y cuanto más elevada sea su

temperatura, mayor número de átomos estarán ionizados. La radiación de un átomo ionizado se reconoce por el hecho de ser particularmente intensas algunas de sus rayas. Por lo tanto, si algunas de las rayas son más brillantes deducimos con bastante seguridad que la superficie de la estrella está muy caliente.

Pero con esto debemos ser muy precavidos. Supongamos que estamos intentando saber algo sobre dos estrellas que se encuentran a la misma temperatura. En una de ellas los átomos del gas están sometidos a una elevada presión y, por lo tanto, muy concentrados; en la otra se encuentran a baja presión, esto es, con una menor concentración. De hecho habrá más átomos ionizados en el gas a baja presión. Esto nos hará pensar que los átomos están a alta temperatura o a baja presión, pero sin poder concluir en cuál de los dos casos estamos.

Afortunadamente hay un indicio para decidirlo. Las rayas producidas por átomos ionizados a elevadas presiones son algo más anchas que las debidas a átomos ionizados a bajas temperaturas; además sus posiciones aparecen un poco desplazadas. Así, mediante instrumentos muy delicados, es posible medir la presión a la cual subsisten átomos ionizados. Luego podemos diferenciar los efectos de la presión de los efectos de la temperatura.

Con el espectroheliógrafo es posible registrar las rayas espectrales de las distintas capas de la atmósfera solar y deducir la temperatura y la presión de cada una de ellas. Es de este modo como los científicos pueden conocer las diversas magnitudes relativas a la fotosfera, la cromosfera y la corona.

Un intenso campo magnético produce un efecto completamente diferente del debido a una alta presión o temperatura. Los átomos sometidos a un intenso campo magnético dan lugar a rayas espectrales que se desdoblán, como indica la figura adjunta. Fue al observar el desdoblamiento de las rayas espectrales cuando los astrónomos descubrieron los intensos campos magnéticos de las manchas solares.

Quizá lo más sorprendente de cuanto pueden decirnos las rayas espectrales es si una estrella o una galaxia se mueve hacia nosotros o en sentido contrario. Si observamos un globo en el aire fácilmente deduciremos el sentido de su movimiento, pues parece que se vuelve más pequeño cuando se aleja y mayor cuando se acerca. Pero las estrellas y las galaxias están a tal distancia de nosotros que no podemos apreciar ningún cambio en su tamaño, sea cual fuere el sentido de su movimiento, aunque se desplacen a velocidades de centenares o aun de millares de kilómetros por segundo. No obstante, si sabemos leer el secreto de las rayas espectrales, éstas nos dirán no sólo si una galaxia se acerca o se aleja de nosotros, sino también la velocidad de su desplazamiento.

No es difícil comprender esto si recordamos lo que ocurre cuando un tren pasa silbando por un cruce o una estación en la que nos encontramos nosotros. Cuando el tren se acerca el tono del silbido es alto; pero cuando ya ha pasado y se aleja, el tono baja, a pesar de que las ondas sonoras que produce el silbato son siempre de la misma longitud. Lo que sucede es que cuando el tren se acerca, el intervalo de tiempo transcurrido entre la llegada de las crestas de dos ondas consecutivas se acorta, por lo que aparece menor la longitud de dichas ondas. En acústica, ondas de menor longitud significa tono más elevado, por lo que oímos una nota más aguda. Cuando el tren se aleja, el intervalo de tiempo transcurrido entre la llegada de las crestas de dos ondas ha aumentado. Ahora la longitud de onda parece mayor, y se oye una nota más grave.

Desde los tiempos del primer ferrocarril, en 1820, mucha gente se sorprendió de este cambio de tono del silbato de un tren. Luego, en 1842, el científico austríaco Christian Doppler explicó el origen del mismo. Por aquel entonces los científicos ya sabían que la longitud de las ondas luminosas era muy distinta de las del sonido. Por ello empezaron a preguntarse si un movimiento de avance y retroceso puede afectar también

la longitud de las ondas luminosas, y el propio Doppler y el físico francés Hippolyte Fizeau aplicaron a la luz estas ideas. Unos 60 años después, habiendo realizado ya muchas mediciones cuidadosas, los astrónomos estuvieron seguros, por fin, de que cuando una estrella o una galaxia se aleja de nosotros la longitud de onda de sus radiaciones parece crecer. Este es el motivo por el cual todas las rayas espectrales se desplazan hacia la región de mayor longitud de onda o sea hacia el rojo, extremo del espectro. Los modernos astrónomos denominan a este fenómeno *corrimiento hacia el rojo*. Debido a que la mayoría de las galaxias —aunque no todas las estrellas— que conocemos se alejan de nosotros, sus rayas espectrales están casi siempre corridas hacia el extremo rojo del espectro, y nunca hacia el extremo azul de menor longitud de onda.

Mediante medidas muy cuidadosas del corrimiento de las rayas espectrales desde su posición normal, los astrónomos pueden deducir con bastante exactitud la velocidad de alejamiento de una galaxia con respecto a la Tierra. Encontramos que algunas galaxias cercanas se alejan de nosotros a velocidades de muchos centenares de kilómetros por segundo; y las más alejadas que se pueden observar con los mayores telescopios, huyen a velocidades de hasta 120.000 km/seg, es decir, del orden del 40 % de la velocidad de la luz. Cuanto más lejos están las galaxias, más rápidamente parece que se alejan. Este fenómeno ha dado lugar a varias sugestivas teorías sobre el origen y la evolución del universo.

INTERPRETACIÓN DE LOS DATOS

Hemos visto que el astrofísico debe considerar tres clases de datos para deducir de ellos qué es lo que pasa en el interior del Sol y de las demás estrellas. Los datos más importantes son su conocimiento sobre las distintas clases de átomos que

existen, cómo se comportan dichos átomos en diferentes condiciones de presión y temperatura y cuáles son las presiones y las temperaturas en el interior de las estrellas. Ahora que ya sabemos cómo obtiene la mayoría de estos datos, veamos cómo los relaciona y qué conclusiones saca de los mismos.

¿Cómo sabemos que el Sol tiene un movimiento de rotación y que las manchas solares pertenecen realmente a la fotosfera y no son sólo unas motas negras que se desplazan sobre el disco solar? La respuesta estriba en que las rayas espectrales del borde oriental del Sol experimentan un corrimiento hacia el rojo, indicando que dicha parte se aleja de nosotros; las rayas espectrales del borde occidental experimentan un corrimiento hacia el azul, indicando que dicha parte se acerca hacia nosotros.

Esto sólo puede significar que el Sol gira sobre su eje; y midiendo el desplazamiento de sus rayas espectrales podremos deducir su velocidad de rotación. Resulta que el Sol gira más de prisa en las proximidades de su ecuador que cerca de sus polos con una diferencia de unos tres días entre ambos. La velocidad media de rotación para todo el astro es algo superior a 25 días. Dado que las manchas solares se mueven en la misma dirección y con igual velocidad que la superficie, podemos concluir que deben ser parte integrante del propio Sol.

Otra pregunta: ¿Cómo sabemos que las manchas solares son centros de intensa actividad magnética? Ahora es fundamental el que cada una de las rayas espectrales producidas por la luz proveniente de las manchas solares esté desdoblada en tres. Como hemos tenido ocasión de ver, este fenómeno nos asegura la presencia de un intenso campo magnético.

Una cuestión más difícil de resolver: ¿Cómo sabemos que la capa inferior de la atmósfera solar (la capa inversora) es más fría que la fotosfera? Debemos retroceder y recordar cuanto hemos dicho acerca de la absorción y la emisión de ra-

diaciones por parte de los átomos. Cuando un electrón cae de una órbita exterior a otra interior emite una radiación de una determinada longitud de onda; y cuando efectúa el correspondiente salto hacia el exterior absorbe una radiación de exactamente la misma longitud de onda. Por lo tanto, un salto hacia el interior se pone de manifiesto en el espectro en forma de rayas brillantes, mientras que un salto hacia fuera produce rayas oscuras en las mismas posiciones.

Puesto que la luminosa fotosfera solar emite radiaciones, es de esperar que aparezcan rayas brillantes a lo largo de todo el espectro del Sol, como así sucede en efecto. El espectro solar presenta una larga sucesión de rayas brillantes desde el rojo hasta el violado; pero cuando lo examinamos más de cerca vemos que a su vez lo surcan varias rayas oscuras. Esto sólo puede significar que algunas de las radiaciones emitidas por la fotosfera son absorbidas.

La etapa siguiente es tratar de encontrar cómo tiene lugar dicha absorción, y aquí podemos recurrir a las experiencias realizadas en los laboratorios. Si calentamos un trozo de metal hasta que esté muy brillante dará rayas espectrales de la misma clase que las producidas por el Sol. Pero si luego colocamos un tubo de gas frío entre el luminoso metal y el espectroscopio aparecerán varias rayas oscuras en el espectro; y cada raya oscura corresponde a una de las longitudes de onda que puede absorber el átomo del gas. Esta experiencia sugiere al astrofísico que debe haber una capa de gas frío precisamente encima de la fotosfera, y que dicho gas es la causa de las rayas oscuras del espectro solar. Esta capa de gas se denomina inversora porque invierte parte de las rayas espectrales brillantes al hacerlas aparecer oscuras.

Esto no es, en absoluto, todo lo que podemos descubrir sobre la capa inversora. Sabemos que cada clase de átomos puede emitir o absorber radiaciones a determinadas longitudes de onda. También sabemos cuáles son precisamente las longitu-

des de onda absorbidas por el gas de la capa inversora. Al combinar estos datos podemos conocer los elementos que intervienen en la constitución de la capa inversora, que son, fundamentalmente, hidrógeno y pequeñas cantidades de otros elementos, en particular oxígeno, titanio y hierro.

Los problemas relativos a cuanto ocurre en el interior del Sol y de las estrellas son más difíciles, pero podemos resolver algunos de ellos si seguimos utilizando los datos que poseemos. Por ejemplo, acabamos de ver que un brillante trozo de metal caliente produce rayas espectrales lo mismo que el Sol. ¿Deduciremos de ello que el Sol es simplemente una masa sólida y caliente? La respuesta es no.

A medida que un cuerpo celeste contiene más cantidad de materia, mayor es la atracción gravitatoria hacia su centro. El Sol contiene tan gran cantidad de materia en comparación con la de la Tierra, que la fuerza de atracción en su centro es 100.000 millones de veces mayor que la fuerza de la gravedad en la superficie terrestre, y seguramente ninguna sustancia sólida podría resistir la magnitud de esta presión. Si el Sol estuviera formado por cualquier clase de sólido o líquido ordinarios, por su propio peso se transformaría en una densísima masa material. La única explicación del por qué el Sol no experimenta tal concentración es que la materia de su interior ejerce una presión hacia el exterior con una intensidad suficiente para equilibrar dicha atracción gravitatoria. La clase de materia que puede ejercer una tal presión hacia el exterior es un gas, pero un gas en un estado muy especial.

En las grandes profundidades del Sol, la presión y la temperatura son tan enormes que todos los elementos han sido arrancados de los núcleos atómicos. Los átomos, completamente ionizados, constituyen un gas en el que coexisten los núcleos y los electrones, pero sin influirse mutuamente. Todos ellos están mucho más concentrados que lo que podrían estarlo en la Tierra, con una densidad tal que la materia que cabría

en una taza de café pesaría varias toneladas. Además, moviéndose sin cesar, chocan constantemente, lo que produce reacciones análogas a las de la bomba de hidrógeno, pero a una escala mucho mayor. Sólo una pequeña fracción de la colosal cantidad de radiación producida por estas reacciones, que tienen lugar en el interior del Sol, puede llegar a salir a la superficie. El resto ejerce una tremenda presión hacia el exterior, y es precisamente esta *presión de radiación*, combinada con la presión de los mismos gases, la que impide que el Sol se desmorone sobre sí mismo.

Cuando decimos que sólo llega a la fotosfera “una pequeña fracción” de la radiación producida en el interior del Sol, ¿qué entendemos por “pequeña”? La cantidad de energía que nos envía la fotosfera en *un segundo* es mayor que toda la que han utilizado los seres humanos desde que aparecieron sobre la Tierra. Sin embargo, el Sol es un tipo de estrella bastante común y existen millones de ellas mucho más brillantes en nuestra propia Galaxia. Por lo tanto la cantidad total de energía irradiada por todas las estrellas del universo está fuera del alcance de nuestra imaginación, siendo engendrada por verdaderas reacciones atómicas.

Casi todas estas reacciones producen átomos (helio) por fusión de otros más ligeros (hidrógeno). La primera etapa tiene lugar cuando chocan dos protones (es decir, dos núcleos de hidrógeno ordinario). Durante la colisión se emite radiación y se combinan los dos protones, uno de los cuales se transforma en un neutrón. El nuevo neutrón y el otro protón constituyen el núcleo de un átomo de hidrógeno “pesado”. La segunda etapa consiste en que este núcleo de hidrógeno pesado choca contra un nuevo protón. En esta colisión se emite más radiación y se forma un núcleo de “helio ligero”. En la última etapa chocan dos núcleos de este tipo, con lo cual se forma un núcleo de helio ordinario y se expulsan dos núcleos de hidrógeno ordinario.

Esta es la más sencilla de las reacciones que tienen lugar en el Sol y en la mayoría de las demás estrellas. En algunas estrellas más calientes se da otra reacción muy importante en la cual núcleos de carbono e hidrógeno, tras experimentar una sucesión de colisiones, producen finalmente carbono y helio. Y al considerar estrellas aún más calientes se encuentran otras complicadas reacciones que dan lugar a átomos más pesados que el helio.

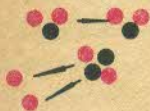
Las diversas estrellas varían enormemente en luminosidad, lo cual quiere decir que también varían grandemente en temperatura. Al estudiar los espectros de muchas estrellas diferentes, el astrofísico puede comparar las estrellas más brillantes con otras más débiles, descubrir los tipos de reacciones que tienen lugar en su interior y deducir si existen relaciones



Dos protones (núcleos de hidrógeno) chocan: Uno se convierte en un neutrón y ambos se combinan para formar un núcleo de hidrógeno pesado.



Otro protón se une a este núcleo, que entonces se transforma en un núcleo de helio ligero.



Dos núcleos de esta clase chocan e inmediatamente se desprenden dos protones.



Lo que queda es un núcleo de helio normal, como el representado en la página 52.

La radiación emitida por el Sol y las demás estrellas es producida por reacciones atómicas. Este diagrama muestra una de las más importantes reacciones que tienen lugar en el Sol, así como en otras estrellas.

entre ellas. Uno de los datos que interesan al astrofísico es el color, pues sabe que una masa de metal muy caliente brilla con luz blancoazulada, mientras que si está algo más fría brilla con luz rojiza.

En las estrellas muy brillantes, la radiación más intensa proveniente de su superficie se observa en el extremo azul del espectro. La mayoría de las rayas espectrales brillantes es producida por átomos que se ionizan solamente a elevadas temperaturas —como el helio, el oxígeno y el nitrógeno—. Esto significa que las estrellas muy brillantes deben tener también superficies a muy alta temperatura. Cuando pasamos a considerar estrellas que brillan con menor luminosidad, encontramos que su más intensa radiación ya no se aproxima al extremo azul del espectro. Sus rayas espectrales más fuertes son las producidas por átomos de elementos que se ionizan a una menor temperatura, como el hierro. Las estrellas más débiles, como el propio Sol, aún irradian menos energía. Ahora ni siquiera están ionizados los átomos metálicos, y la radiación más intensa aparece cerca del extremo rojo del espectro. En las estrellas aún menos brillantes, muchas de las rayas indican que los átomos están combinados formando *moléculas*. Esto quiere decir que dichas estrellas pueden contener compuestos químicos tales como el óxido de titanio, compuesto de titanio y de oxígeno. La presencia de moléculas indica que tales estrellas son bastante frías, con su principal radiación en el extremo rojo del espectro.

El clasificar por sus espectros todos estos diversos tipos de estrellas no ha sido tan fácil como pudiera suponerse, y ha requerido muchos años de intentos y de equivocaciones. Hoy en día los astrónomos emplean la siguiente sucesión de letras del alfabeto para clasificar las estrellas. Las más brillantes y calientes de todas ellas se denominan estrellas O. Luego vienen las estrellas B, que no son ni tan brillantes ni tan calientes como las del grupo anterior. Después les siguen las estrellas A,

F, G, K y M, en este orden, siendo las estrellas M las menos brillantes y más frías. La *serie espectral*, como se la denomina corrientemente, es de la mayor importancia, como tendremos ocasión de ver en capítulos posteriores cuando estudiemos el nacimiento, la vida y la muerte de las estrellas. Podemos recordar el orden pensando en la frase: Oh Bueno, Al Final Gastó Kilo-Metros.

LOS INSTRUMENTOS DE QUE DISPONE EL ASTRONOMO

Actualmente sabemos que Júpiter posee una atmósfera constituida por hidrógeno principalmente, aunque también contiene algo de amoníaco y de metano. Los espectaculares anillos de Saturno están formados por millones de millones de diminutos "satélites", demasiado pequeños como para poder distinguirlos individualmente aun con la ayuda de los mayores telescopios.

Sabemos asimismo que la temperatura del planeta Urano es de unos -190° C. Con instrumentos que no fueron ni imaginados hace sólo un centenar de años, los astrónomos pueden deducir las distancias de las estrellas midiendo ángulos tan pequeños que el grosor de una aguja situada a un kilómetro arrojaría un ángulo relativamente grande.

Al considerar que los planetas y las estrellas se ven sólo como diminutas luces en el cielo nocturno, ¿cómo es posible que el astrónomo llegue a medir la distancia a que se encuentran con la precisión que lo hace? y ¿cómo puede estar seguro el astrofísico de las temperaturas de los planetas y de la composición de sus atmósferas? La respuesta se encuentra en los instrumentos y equipos especiales que han ideado el astrónomo y el astrofísico.

Los primitivos astrónomos utilizaban sus ojos y algunos sencillos instrumentos, como el cuadrante para medir ángulos,

pero hace unos 350 años, en 1609, Galileo inventó su “tubo óptico” o telescopio de construcción casera, y al dirigirlo al cielo la astronomía inició una nueva era. Desde aquel entonces el astrofísico ha aprendido a aplicar la fotografía y la electricidad para resolver sus problemas, a separar y analizar la luz solar y de las estrellas, y a utilizar de muy diversos modos otros tipos de radiaciones que nos llegan de las profundidades del espacio.

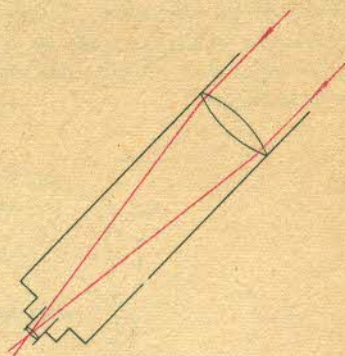
Las radiaciones procedentes del espacio son, en verdad, las únicas fuentes de información de que disponen los astrónomos para bosquejar su esquema del universo. Dichas radiaciones nos llegan en tres formas distintas: luz, calor y ondas radioeléctricas. Observamos y medimos la luz y el calor con los telescopios ópticos, y las ondas radioeléctricas mediante los radiotelescopios.

Los dos principales telescopios ópticos son el telescopio refractor y el reflector. Ambos recogen la luz proveniente de objetos distantes y la concentran para formar una pequeña *imagen*. En los dos instrumentos la imagen es aumentada luego mediante un ocular.

TELESCOPIOS REFRACTORES

El tipo de telescopio que nos es más familiar es el refractor, con una gran lente en su parte anterior. Esta lente frontal, llamada *objetivo* por encontrarse más cercana del objeto a observar, recoge la luz y la desvía o refracta hacia el foco. Este principio parece bastante sencillo, pero el llevarlo a la práctica no lo es tanto. La razón de ello estriba en que nadie ha diseñado aún una lente que desvíe todos los colores por igual. La luz violeta y la azul son más desviadas que la luz roja. Por lo tanto si utilizamos una sola lente como objetivo de un telescopio refractor, dicha lente lleva los rayos lumino-

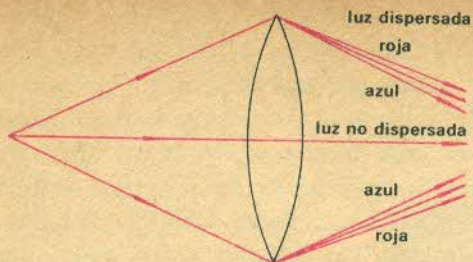
sos de los distintos colores a diferentes focos y vemos una imagen rebordeada por una coloración borrosa. En los primeros años del telescopio, los astrónomos encontraron en este fenómeno un gran inconveniente cuando intentaron efectuar observaciones y mediciones de precisión. Sin embargo, en 1733, un inglés, Chester Moor Hall, que se había dedicado al estudio óptico del ojo humano como pasatiempo, encontró



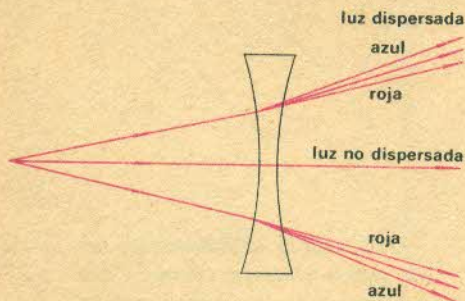
He aquí el funcionamiento del primer telescopio refractor. Una gran lente (el objetivo) recoge la luz procedente de una estrella y la desvía hacia el foco produciendo en él una pequeña imagen. Esta se aumenta mediante otra lente (el ocular).

la forma de eliminar dicho inconveniente. Más tarde, John Dollond fabricó lentes basándose en la idea de Hall.

La solución encontrada por Hall consistía en utilizar dos lentes, una de cristal más denso que la otra. La primera lente se proyecta de forma tal que desvíe los rayos hacia el foco más de lo necesario. La segunda opera en sentido contrario,

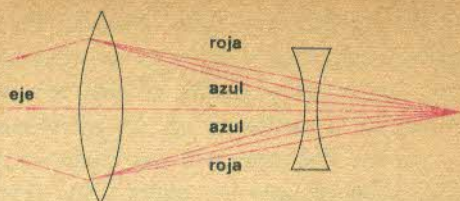


Un problema de los refractores consistía en que el objetivo refractaba la luz, desviando los rayos azules más que los rojos. Esto producía una mancha azul alrededor de la imagen.

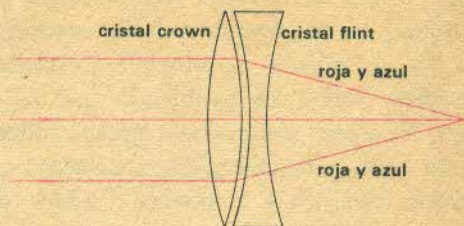


Una lente cóncava desvía los rayos luminosos apartándolos del foco y refractando los rayos azules más que los rojos.

desviando los rayos un poco más atrás del foco. En conjunto las dos lentes actúan de tal modo que los rayos son gradualmente conducidos hacia el foco. Pero, ¿cómo evitan estas dos lentes la formación del borde coloreado alrededor de la imagen? La explicación estriba en que cuando la luz es refractada por una lente de cristal denso, los distintos colores se dispersan



Al combinar una lente convexa, que refracta fuertemente la luz hacia el foco, con una lente cóncava, que la refracta en sentido contrario, los colores se combinan.



Si utilizamos lentes de diferente cristal podemos conseguir lo mismo evitando un gran espaciado.

con mayor amplitud que cuando son refractados por una de cristal menos denso. En un objetivo compuesto por dos lentes, la luz experimenta primero una fuerte refracción hacia el foco y los colores se dispersan en un cierto porcentaje; luego se desvían hacia un punto algo más alejado del foco mediante una lente de distinta forma y la densidad del cristal de esta segunda lente obliga a que los colores se combinen de nuevo.

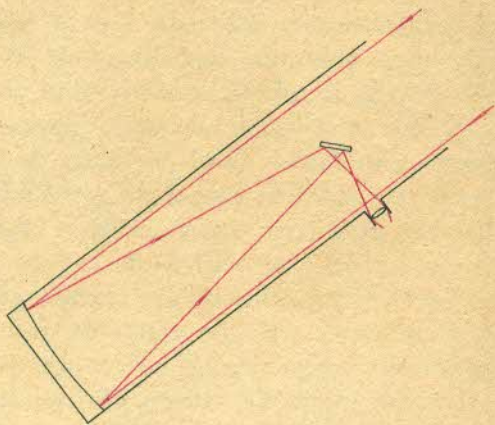
Una lente compuesta de esta forma se denomina *acromática* —es decir, “contra bordes coloreados”—. Pero esta denominación es bastante optimista, puesto que dos lentes nunca

pueden conseguirlo para dos colores. Por consiguiente, los telescopios refractores se fabrican de modo que se superpongan los rayos amarillos y verdes o bien los azules y verdes. Al superponer los amarillos y los verdes obtenemos una imagen nítida para los dos colores a los cuales es más sensible el ojo humano. Al superponer los azules y los verdes obtenemos una imagen nítida para los colores a los cuales son más sensibles las placas fotográficas.

TELESCOPIOS REFLECTORES

Hay otra forma de resolver este problema de la coloración de los bordes. Si concentramos la luz mediante un espejo cóncavo, en vez de utilizar un objetivo de cristal, podemos dar por resueltos todos los problemas que se plantean al emplear lentes. El espejo cóncavo nos enviará todos los colores hacia el mismo foco, y aunque todavía debemos recurrir a un ocular construido con lentes, es posible diseñarlo de tal forma que no se produzca ningún efecto de coloración. En este aspecto, por lo menos, el telescopio reflector con su gran espejo cóncavo es preferible al telescopio refractor con sus grandes lentes. Y si profundizamos aún más en la cuestión encontraremos que ésta es sólo una de las muchas ventajas que presenta el reflector. Una de las mayores ventajas estriba en que el telescopio reflector puede tener mayores proporciones que el refractor, y cuanto mayor sea un telescopio mayor cantidad de luz podremos recoger en él. Esto presenta una enorme importancia para el astrónomo, pues cuanto más lejos explora en el espacio cada vez son más débiles las estrellas y las galaxias que observa. También es importante para el astrofísico que necesita recoger tanta luz como le sea posible para conseguir sus fotografías con la suficiente luminosidad aun después de dispersar dicha luz en un prisma.

Lo esencial en cuanto se refiere al poder “recolector” de un telescopio es la superficie de su lente objetivo o de su espejo. Es precisamente en este factor de superficie en lo que el reflector aventaja al refractor. En un refractor la luz debe pasar pri-



En tiempos de Isaac Newton no había lentes acromáticas. Para soslayar el problema que representaba el contorno coloreado, construyó un telescopio que tenía un espejo cóncavo en lugar de una lente. El espejo cóncavo enfocaba la luz de una estrella y la dirigía hacia un espejo plano inclinado, el cual a su vez reflejaba la imagen de la estrella hacia un ocular situado al lado.

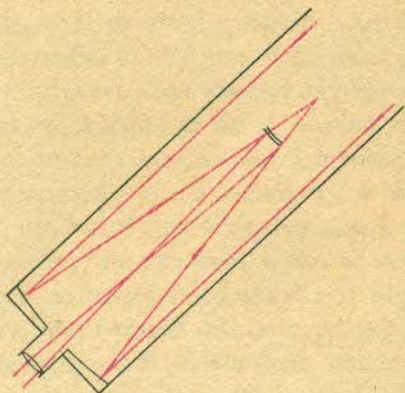
mero a través de las lentes del objetivo. Si ha de hacerlo sin sufrir ninguna distorsión, dichas lentes deben estar totalmente exentas de defectos —burbujas de aire, rayaduras y tensiones— y presentar exactamente la misma densidad en toda su masa.

Con el reflector el problema no presenta tantas dificultades. La luz no tiene que atravesar el espejo cóncavo; se refleja

simplemente sobre una delgadísima película de aluminio, extraordinariamente pulida, aplicada sobre la superficie del cristal. Mientras que el cristal posea la resistencia suficiente, no tiene la menor importancia el que retenga algunas burbujas en su interior o que no presente exactamente la misma densidad en toda su masa. Exclusivamente, debe estar libre de tensiones, que pueden eliminarse enfriando cuidadosamente el espejo después de serle aplicada la película metálica. Esto no quiere decir desde luego que el construir un espejo grande resulte fácil, pero es ciertamente menos difícil que tratar de fabricar una lente del mismo tamaño. Esto explica por qué el más grande telescopio refractor del mundo, en servicio en el Observatorio Yerkes (Wisconsin), tiene un objetivo de 102 cm de diámetro, mientras que el mayor reflector, que se encuentra en el monte Palomar (California), tiene un espejo de 508 cm de diámetro. El enfriar este espejo requirió casi un año y medio. Por lo tanto, el mayor espejo del mundo tiene un diámetro igual a cinco veces el de la mayor lente. Esto representa una *superficie* 25 veces superior, o sea un poder separador 25 veces mayor.

El tamaño exacto de una lente o un espejo de telescopio es además muy importante por otra razón. Podemos comprenderlo en seguida si nos paramos a considerar lo que sucede cuando observamos, por ejemplo, dos pelotas de golf situadas en un campo a una distancia de dos o tres centímetros la una de la otra. Si estamos a unos pocos metros de distancia podemos ver las dos pelotas claramente. Pero cuando nos alejamos a unos doscientos metros distinguiremos solamente una especie de mancha blanca, vagamente definida, y ya no podemos estar seguros de si se trata de una o de dos pelotas. Desde dicha distancia el ángulo entre ambas es tan pequeño que el cristalino de nuestro ojo no puede separarlas o resolverlas. Pero si utilizamos un telescopio dotado de una lente mayor que el cristalino podemos ver de nuevo las dos pelotas completamente dife-

renciadas. Cuanto mayor sea la lente o el espejo de un telescopio tanto mayor es su poder de separación. Por lo tanto, con el gran reflector del monte Palomar, un observador puede distinguir centenares de estrellas en una región del cielo en la



Cassegrain, astrónomo francés que vivió en la misma época que Newton, inventó otro tipo de reflector. El espejo cóncavo principal reflejaba la luz hacia un pequeño espejo curvado en sentido contrario. La luz procedente del espejo pequeño atravesaba luego un agujero practicado en el centro del espejo principal.

cual un pequeño telescopio sólo puede revelar una cierta difusa luminosidad.

El espejo principal de un telescopio reflector concentra en su foco la luz de una estrella y produce una pequeña imagen. La luz de esta imagen debe ser reflejada a su vez para que los rayos luminosos sean conducidos a un ocular o a una cámara fotográfica; y el ocular o la cámara deben estar situados de tal forma que no encuentre obstáculos la luz proveniente de las

estrellas. (Hay una excepción a la regla. ¡El reflector de 508 cm es tan grande que un astrónomo puede sentarse en una pequeña cabina de observación, en el interior del propio telescopio, sin eliminar más que una pequeña fracción de la luz incidente!)

Hay varias formas de llevar la luz de la imagen al ocular o a la cámara, pero corrientemente sólo se utilizan dos de ellas. En el tipo de telescopio ideado por Isaac Newton, y designado como reflector newtoniano, la luz es reflejada en ángulo recto y conducida al exterior del tubo telescópico mediante un espejito plano inclinado a 45 grados. En el telescopio Cassegrain, así denominado en honor del astrónomo francés que lo inventó, la luz de la imagen se refleja mediante un espejito convexo a través de un agujero practicado en el centro del espejo principal. Este segundo montaje presenta ciertas ventajas en algunas clases de observaciones, pero no en todas ellas. Algunos reflectores contruidos hoy en día tienen una especie de artificio por el cual se pueden intercambiar los espejitos, con lo cual el telescopio puede utilizarse como reflector Cassegrain o como newtoniano. En algunos de los mayores reflectores los espejitos suelen sustituirse por un chasis, que eliminando el segundo espejo permite utilizar toda la luz recogida para tomar fotografías especiales de objetos muy débiles, por ejemplo.

No es únicamente la dificultad de construir grandes refractores lo que determina las preferencias de los astrónomos por los reflectores. Otro factor adverso a los refractores es que las lentes reflejan en cada una de sus superficies una parte de la luz que reciben. La lente mayor de un objetivo compuesto también absorbe cierta cantidad de la luz que la atraviesa. De este modo se pierde parte de la preciosa luz recogida por el telescopio. Puesto que cada lente "roba" una cierta cantidad de luz, los astrónomos prefieren emplear el menor número posible de ellas, hasta en el ocular del telescopio. Han eliminado por tal motivo la lente que se interpone en el ocular para hacer

que los objetos terrestres se observen en posición derecha. Esta es la causa de que los telescopios astronómicos los muestren boca abajo.

Un telescopio —aunque sea pequeño— es poco útil si no está montado sobre un pie resistente y rígido. Por otra parte, el astrónomo debe poder apuntar con él a cualquier punto del cielo y utilizarlo a su vez para seguir las estrellas en su recorrido a través del cielo. La rotación de la Tierra hace que las estrellas sigan aparentemente trayectorias circulares alrededor de los polos celestes norte y sur. Por lo tanto, el astrónomo necesita una montura que le permita seguir con su telescopio estas trayectorias circulares, y además con un solo movimiento. Este problema se resolvió hace ya muchos años al diseñarse el *montaje ecuatorial*. Se monta el telescopio de tal modo que puede girar alrededor de una línea fija —denominada *eje polar*— siempre dirigida hacia el polo celeste, a pesar de la rotación de la Tierra. También puede ser apuntado hacia una estrella cualquiera haciéndolo girar alrededor de un segundo eje, que forma ángulo recto con el eje polar. Una vez se ha dirigido el telescopio hacia una estrella, un servomecanismo lo conduce haciendo que gire alrededor del eje polar de manera que siga automáticamente el movimiento de la estrella enfocada. Los montajes ecuatoriales se utilizan en todos los grandes telescopios profesionales y también son muy empleados por los astrónomos aficionados.

FOTOGRAFÍAS DEL CIELO

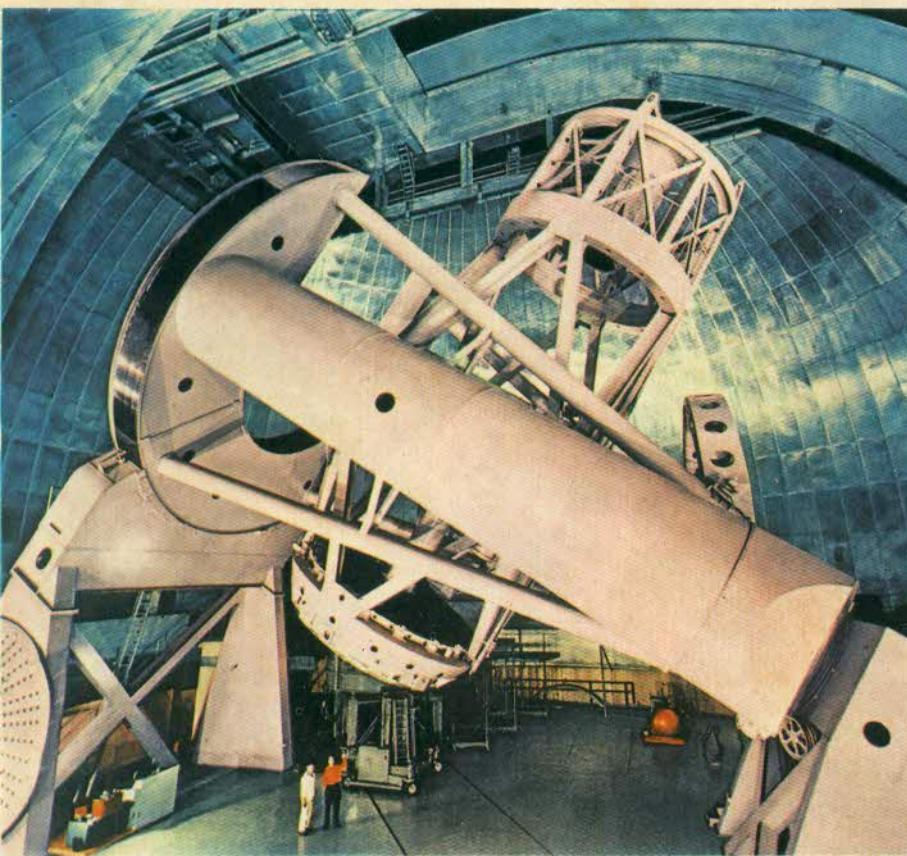
En los observatorios astronómicos casi todas las observaciones se efectúan actualmente con la ayuda de cámaras fotográficas, si bien hay una importante excepción: la determinación de las posiciones “fundamentales” de ciertas estrellas. La posición de la mayoría de éstas viene determinada mediante

fotografías que suministran la situación de cada estrella con respecto a las demás. Pero antes de que tales posiciones relativas puedan ser utilizadas, deben conocerse las posiciones absolutas de algunas estrellas “fundamentales” que sirvan de elementos de referencia para ejecutar las mediciones. Es ahora cuando interviene la observación visual directa.

Utilizando un pequeño refractor, orientado con la máxima precisión en la dirección norte-sur, el astrónomo controla cuidadosamente el movimiento de cada estrella a través del cielo, determinando el preciso momento en que cruza cada uno de los delgados hilos verticales colocados ante el ocular del telescopio. En el instante en que la estrella se encuentra al sur del observador (o al norte, si está trabajando en el hemisferio sur) mide el ángulo que dicha estrella forma con el horizonte. Así pues, dado que conoce además la hora exacta de la observación y la situación del observatorio, puede fijar la posición absoluta de la estrella con gran exactitud. Estas operaciones se llevan a cabo con un instrumento denominado *círculo meridiano*. Las estrellas fundamentales cuyas posiciones se han determinado de esta manera sirven luego como puntos de referencia para las fotografías que suministran las posiciones de las demás estrellas.

Las primeras fotografías obtenidas con fines astronómicos fueron las del Sol, efectuadas en 1845 por los físicos franceses Léon Foucault e Hippolyte Fizeau. Las primeras fotografías que se hicieron de la Luna datan de cinco años después, siendo debidas al astrónomo americano George P. Bond. Utilizando películas o placas de gran sensibilidad, hoy en día los astrónomos fotografían estrellas tan débiles que no pueden ser vistas ni con los mayores telescopios.

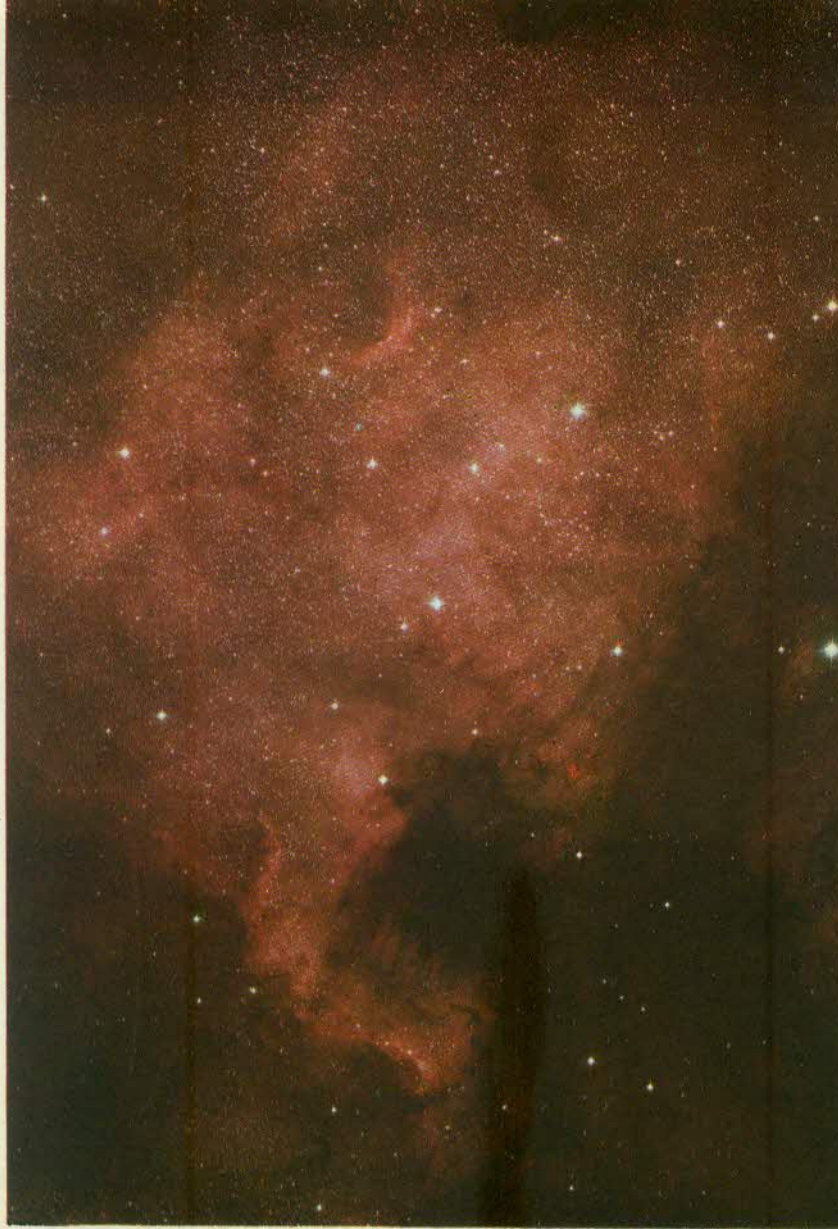
Otra importante ventaja de la fotografía es que proporciona a los astrónomos impresiones permanentes, sobre las que se pueden efectuar mediciones muy exactas. Pero el realizar mediciones observando a través de un telescopio no es



Gran telescopio del Observatorio del Monte Palomar, cuyo espejo, de 5 m de diámetro, es el mayor del mundo.



Gran nebulosa, en Orión.



Nebulosa Norteamericana, en la constelación del Cisne.



tarea fácil, y sólo lograremos la precisión que le puedan suministrar nuestros ojos. Con una fotografía, sin embargo, la situación es muy distinta. La placa puede ser examinada al microscopio y las distancias medirse en ella hasta la milésima de milímetro. ¡En algunas placas, esto equivale a medir la región del cielo que cubriría una pelota de golf situada a mil kilómetros de distancia de nosotros! El instrumento utilizado para este trabajo de precisión es conocido con el nombre de *macromicrómetro*.

Midiendo cuidadosamente fotografías de estrellas, los astrónomos pueden saber no sólo las posiciones exactas de las estrellas, sino también las distancias a que se encuentran. El fundamento del método seguido es bastante sencillo. Si conocemos la longitud de un lado de un triángulo y logramos medir también dos de sus ángulos, podremos calcular las longitudes de los otros dos lados. Los topógrafos hacen lo mismo cuando dirigen sus visuales al pico de una montaña desde dos puntos distintos conocida la distancia que los separa. Los dos puntos escogidos y el pico de la montaña constituyen los tres vértices del triángulo. El topógrafo conoce la longitud de uno de los lados (la distancia entre los dos puntos) y puede medir fácilmente el ángulo que forma cada uno de dichos puntos con el pico de la montaña, con lo que calcula la distancia pedida.

Pero hasta la estrella más próxima está demasiado alejada de nosotros para intentar observarla desde dos puntos (Nueva York y Tokio, por ejemplo) de los que se conozca la distancia mutua sobre nuestra minúscula Tierra. Si hiciéramos tal cosa, encontraríamos que la diferencia entre los ángulos medidos desde cada punto sería tan pequeña que no podríamos apreciarla. Lo que necesitamos es una base mucho mayor que cualquier distancia que podamos considerar sobre la Tierra.

Para lograr dicha base debemos utilizar las conocidas posiciones de nuestro planeta al recorrer su órbita alrededor del Sol.

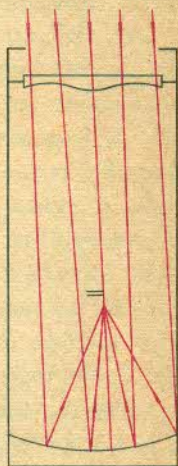
El astrónomo resuelve este problema haciendo una serie de fotografías en una determinada época del año y una segunda serie exactamente seis meses después, cuando la Tierra se encuentra al otro lado de su órbita, como vimos en la figura de la página 40. Sabe que entonces dos de los vértices del triángulo (los que determinan su base) están distanciados en 299 millones de kilómetros que es el diámetro de la órbita terrestre. Utilizando esta larga base y midiendo ángulos muy pequeños puede determinar el desplazamiento aparente de la estrella con respecto a las distantes estrellas del fondo. De este modo le es posible medir distancias tan grandes como 326 años-luz, o sea más de 20 millones de veces la distancia que nos separa del Sol. Puesto que este método de medición lleva consigo el desplazamiento aparente de las estrellas sobre el fondo estrellado, se le conoce con el nombre de medición por *paralaje*, de la palabra griega que significa "variación". Dicho método no es aplicable a estrellas que se encuentren a más de 326 años-luz, porque los ángulos llegan a ser demasiado pequeños para poder medirlos.

La cámara utilizada en la mayoría de los trabajos astronómicos consiste en un chasis construido de modo que pueda contener una placa fotográfica, fijado en el extremo ocular de un telescopio reflector. Este sistema es bastante eficaz cuando se desean fotografías de pequeñas porciones del cielo —como primeros planos de la Luna, aspectos de los planetas o, más especialmente, imágenes de galaxias—. Pero a veces el astrónomo necesita fotografiar una extensa región celeste con una sola exposición. Esto ocurre cuando está confeccionando una carta fotográfica estelar o impresionando un cometa con su larga cola. Para esta clase de trabajos no es útil el usual telescopio reflector, pues no recubre una zona celeste suficientemente extensa. En cualquier telescopio reflector corriente las estrellas

próximas al borde del campo aparecen borrosas y como pequeñas comas, defecto debido a la forma del espejo cóncavo.

Para soslayar este problema, en 1930, el astrónomo alemán Bernhard Schmidt construyó un nuevo instrumento, empleando un espejo con una curvatura más simple que la utilizada en los ordinarios espejos telescópicos. Esta sencilla curvatura permitía obtener un campo visual muy extenso, pero en cambio distorsionaba la imagen de las estrellas de otras dis-

La cámara Schmidt es un instrumento de particular utilidad para fotografiar de una sola vez grandes regiones del cielo. Según indica la figura, sus partes principales son un simple espejo esférico y una lente correctora, que elimina las distorsiones que dicho espejo podría producir sobre la placa fotográfica.



tintas formas. Para evitar estos inconvenientes, Schmidt colocó una lente de forma especial delante del espejo. La lente correctora es casi plana y no produce ninguna mancha coloreada bordeando la imagen, al contrario de lo que sucede con las lentes ordinarias. La placa fotográfica se coloca entre la lente correctora y el espejo. Todo el instrumento, conocido con el nombre de cámara Schmidt, no sólo permite obtener excelentes fotografías de grandes regiones de cielo, sino que también actúa como cámara rápida, de modo que realiza fotos de muy

corta exposición. La mayor de todas las cámaras Schmidt actualmente en uso es la famosa de 122 cm de monte Palomar. Este telescopio y los restantes del tipo Schmidt han ayudado a descubrir muchas *novas*, o “estrellas nuevas”.

En astronomía raramente deja de evolucionar el arte fotográfico y en la actualidad se realizan muchas experiencias con otros tipos de cámaras especiales. Un método consiste en aplicar cámaras de televisión muy sensibles en el extremo ocular del telescopio, y luego trasladar las imágenes obtenidas a una pantalla de televisión. Al hacer esto y conseguir una imagen de televisión brillante se pueden lograr exposiciones tan cortas como las de una fotografía corriente. Esto quiere decir que el astrónomo puede aprovechar con ventaja estas circunstanciales fracciones de segundo en que el aire está en reposo y hacer una fotografía precisamente en dicho instante. Por fin se ha encontrado el modo de hacer buenas fotografías de los planetas. Las conseguidas de la Luna ya muestran las mejoras que es posible introducir, en comparación con fotos ordinarias obtenidas con los mismos instrumentos.

Otro método fotográfico en que se está trabajando actualmente, sobre todo en Francia, utiliza el aparato llamado cámara electrónica, inventada por André Lallemand. En esta cámara la luz del telescopio incide sobre una lámina metálica que reacciona de manera muy especial. Desde cada punto iluminado de su superficie emite electrones: muchos si la luz es intensa, pocos en caso contrario. Dichos electrones son guiados hacia una placa fotográfica sobre la que actúan como si fuesen luz, es decir, impresionando una fotografía. Este nuevo instrumento es tan sensible, que puede fotografiar espectros estelares de gran dispersión, por lo que revela su estructura fina. Una reciente fotografía del espectro de una estrella roja, obtenido con la cámara electrónica, ha indicado la presencia de moléculas de óxido de titanio con un detalle que nunca se había conseguido de otro modo.

LAS "HUELLAS DACTILARES" DE LAS ESTRELLAS

El fotografiar los espectros de las estrellas es una labor extremadamente difícil y complicada. No podemos fotografiar ningún espectro si la luz proveniente de las estrellas no se descompone en los distintos colores y se separan sobre una banda. Para hacerlo necesitamos un *espectroscopio*, de los que hay dos tipos distintos. Uno tiene un prisma de cristal para dispersar la luz; el otro utiliza una red de difracción para conseguir el mismo resultado.

El espectroscopio de prisma, el más corriente de los dos tipos, está constituido por un prisma triangular de cristal que dispersa la luz incidente de tal forma que los rayos de los diferentes colores son desviados según distintos ángulos. Primero la luz penetra por una delgada rendija, pasando después a través de una lente para alinear paralelamente los rayos luminosos; éstos llegan luego al prisma de forma triangular. Una vez separados por el prisma, los rayos de luz son observados con un pequeño telescopio. Cuando el astrofísico necesita los colores más separados de lo que puede conseguir con un solo prisma utiliza dos o tres de ellos en su espectroscopio. Dado que cada prisma absorbe parte de la luz incidente, queda menos cantidad de ésta para formar el espectro. Un espectroscopio de esta clase sólo es útil para estudiar los astros más brillantes.

El segundo tipo de espectroscopio utiliza una red de difracción para descomponer la luz según sus distintas longitudes de onda. Una red consiste en un gran número de rayas grabadas muy apretadamente sobre una lámina de cristal. La distancia entre dos rayas consecutivas es de unas milésimas de milímetro. Al pasar la luz a través de esa red se difracta en distintas direcciones, así como las olas del mar se dispersan en diversas direcciones cuando pasan a través de los agujeros de

un rompeolas. La dirección según la cual los rayos luminosos son desviados depende de su longitud de onda, y por lo tanto la red, como el prisma, descompone la luz en sus distintos colores. La lámina de cristal sobre la que se han grabado las rayas de la red no es necesario que sea transparente para que pase la luz a su través. El método es eficaz si las rayas han sido grabadas sobre una superficie pulida de aluminio, que refleje la luz como un espejo.

Hablando en propiedad, el espectroscopio es un instrumento que simplemente produce un espectro; el instrumento que a la vez nos permite fotografiarlo se denomina *espectrógrafo*. En un espectrógrafo se utiliza una cámara fotográfica en lugar del pequeño telescopio ocular del espectroscopio ordinario.

Como hemos dicho anteriormente, la luz atraviesa una rendija al pasar del telescopio al prisma o a la red. Esto es necesario casi siempre, pues en el telescopio las imágenes de las estrellas no aparecen como puntos luminosos bien definidos, sino en forma de pequeños círculos difusos. Si no se empleara una rendija las líneas espectrales no podrían observarse claramente y sería muy difícil el determinar sus posiciones con exactitud. La rendija, por lo tanto, tiene gran importancia y debe ser una pieza de precisión. A cada lado presenta dos "dientes" de acero, biselados y con libertad de moverse hacia ambos lados. El movimiento de los dientes se regula mediante un tornillo, que permite ajustar la rendija de acuerdo con la luminosidad de la estrella que se esté estudiando.

Utilizando espectrógrafos de rendija los astrofísicos han descubierto que el hidrógeno es el elemento más abundante del universo. Han encontrado asimismo que las estrellas presentan campos magnéticos y eléctricos, y que hay vapor de agua y anhídrido carbónico en las nubes de Venus, y amoníaco, hidrógeno y metano en las de Júpiter.

Cuando los astrónomos efectúan estudios detallados del

Sol o de las demás estrellas, utilizan siempre un espectrógrafo de rendija. Pero si quieren medir la posición exacta y la anchura de las rayas espectrales no basta con sólo fotografiar el espectro. A menos que sepan con exactitud dónde deben caer las rayas espectrales, no pueden sin más decidir si las rayas han sufrido o no un corrimiento —por ejemplo, el corrimiento hacia el rojo antes descrito—. Necesitan pues una especie de patrón con el que se puedan comparar los espectros de las estrellas en cuestión.

Se consigue tal patrón fotografiando el espectro de algún elemento químico bien conocido. Este *espectro de comparación* suele ser el del hierro. La razón por la cual se ha escogido el hierro es que éste produce rayas espectrales en todas las longitudes de onda del espectro visible. Se hace una fotografía del espectro del hierro antes de fotografiar el espectro de la estrella, y después se hace otra del primero. De este modo se tiene en cuenta cualquier cambio en el propio espectrógrafo, debido al aire frío de la noche, por ejemplo.

Al finalizar la operación dispondremos de una placa fotográfica con tres espectros, uno encima del otro. En la parte superior figurará el primer espectro de comparación del hierro, en medio del espectro de la estrella, y en la parte inferior el segundo espectro de comparación del hierro.

Nuestro *espectrograma* o fotografía del espectro, debe ser estudiado ahora con la ayuda de un microscopio de medición. Las precisas mediciones de las rayas espectrales han proporcionado al astrofísico sorprendentes resultados. Al determinar su posición y ver si se han desplazado hacia el rojo o el azul del espectro, puede deducir cómo se mueve el Sol en el espacio y a qué velocidad se alejan hacia las profundidades del universo los distintos grupos de estrellas y de gases, a centenares y aun a millares de kilómetros por segundo. Sin las rayas espectrales y la posibilidad de medir con exactitud sus posiciones en las fotografías no hubiésemos conseguido estos conocimientos.

Cuando los astrónomos obtienen espectrogramas del Sol nunca representa un problema el conseguir la luz suficiente. A menudo el problema estriba en desechar alguna parte de la misma, y con tal objeto se utilizan otros aparatos distintos de los sencillos espectrógrafos. Uno de los más importantes de éstos es el *espectroheliógrafo*, inventado por el astrónomo americano George Hale, quien impulsó la construcción del telescopio de cinco metros. El objeto del espectroheliógrafo es fotografiar el Sol con luz de una sola longitud de onda, es decir "monocromática". Las fotografías de esta clase permiten estudiar el particular comportamiento de un gas o de otra sustancia sobre toda la superficie solar.

El espectroheliógrafo es, en realidad, un espectrógrafo de dos rendijas. La parte principal consta de rendija, lente, prisma y cámara —como en el espectrógrafo ordinario—. Pero además hay una segunda rendija, situada precisamente delante de la placa fotográfica. Esta segunda rendija permite que actúe sobre la placa la luz de una sola raya espectral. Poco antes de hacer la foto se enfoca cuidadosamente la imagen del Sol, para que sólo la luz del borde solar incida sobre la primera rendija. Se obtiene así un espectro y luego se selecciona una raya del mismo para separarla mediante la segunda rendija. Además, se mueven las dos rendijas mientras se impresiona la placa fotográfica. Así se consigue barrer totalmente el disco solar, mientras que la segunda rendija continúa aislando la raya escogida.

El resultado final es que en la fotografía se obtiene una imagen del Sol con una sola y preseleccionada longitud de onda. El espectroheliógrafo permite a los astrofísicos hacer fotografías del Sol que indican la distribución del hidrógeno en la fotosfera y el calcio, por ejemplo, por debajo de ésta. Con ello adquieren nuevos conocimientos acerca de los gases y sus movimientos en la fotosfera, y sobre las alteraciones que experimentan.

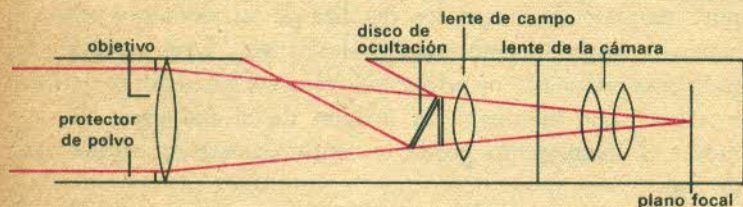
Otro aparato especial para estudiar el Sol es el *coronógrafo*, inventado por el astrónomo francés Bernard Lyot. Permite a los astrofísicos el observar la corona, la cromosfera y las protuberancias solares en cualquier momento, sin tener necesidad de esperar los breves instantes de la totalidad de un eclipse de Sol. Lyot tuvo que superar dos obstáculos que normalmente nos impiden efectuar dichas observaciones. El primero, la extraordinaria luminosidad de la fotosfera, la cual, por contraste, hace que los detalles de su alrededor sean demasiado oscuros como para poderlos ver. Lyot resolvió este problema utilizando un telescopio refractor provisto de un disco metálico, que eliminaba la imagen de la fotosfera. De este modo el instrumento producía artificialmente un eclipse total de Sol.

El segundo problema —eliminar la innecesaria luz difundida por la atmósfera terrestre— presentó mayores dificultades. Para solucionarlo colocó delante del telescopio un largo tubo que impidiese la entrada de la luz procedente del cielo circundante. El interior del tubo estaba engrasado, para captar las partículas de polvo en suspensión que de otra forma difundirían parte de la luz. Además, todas las lentes del telescopio fueron pulidas tan perfectamente como se pudo, para evitar cualquier rayita que dispersase la luz. Y puesto que aun las mejores lentes pueden llegar a dispersar algo de luz, Lyot utilizó una sola lente como objetivo en lugar de las dos usuales.

Al emplear el coronógrafo desde un observatorio situado a gran altura, donde la atmósfera terrestre es menos densa que al nivel del mar y produce, por lo tanto, una dispersión menor de la luz solar, los astrónomos pueden observar o fotografiar en cualquier momento las distintas regiones de la atmósfera del Sol. Y al utilizar un espectroscopio pueden estudiar también los espectros de dichas regiones.

Los resultados conseguidos con el coronógrafo han sido magníficos. Por primera vez la corona es observada a cualquier

hora del día. Esto quiere decir que en vez de observarla durante unos dos minutos en el transcurso de un año (durante un eclipse), los astrónomos pueden estudiar ahora dicha capa solar una semana tras otra. Además, mediante el coronógrafo se han hecho películas de las protuberancias solares, con lo cual los astrofísicos han descubierto muchas cosas relacionadas con la cromosfera y con las manchas solares.



Excepto en los momentos de un eclipse total de Sol, la luz producida por la fotosfera es tan intensa que impide ver la corona solar. El astrónomo francés Bernard Lyot resolvió el problema mediante el coronógrafo. Consiste éste en un refractor provisto de un disco metálico que eclipsa artificialmente la fotosfera. Con un largo tubo se evita la luz difusa.

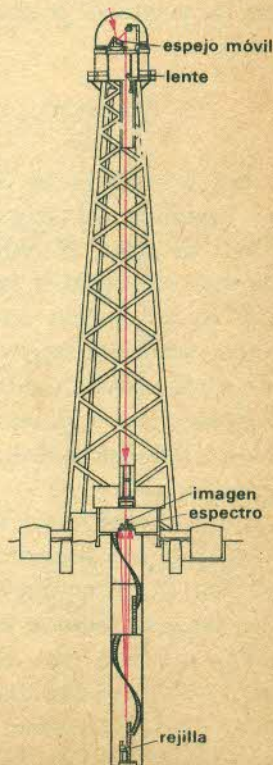
Cuando los astrónomos obtienen espectros de la superficie solar pueden separar las rayas de cualquier espectro muy extensamente y por lo tanto estudiarlas con mucho detalle. La mejor manera de realizarlo es combinando un espectroscopio de red con un telescopio de gran distancia focal. (Se dice que un telescopio tiene una gran distancia focal cuando la imagen aparece enfocada a mucha distancia de la lente objetivo o del espejo.) Un método consiste en fijar el telescopio verticalmente construyendo una torre para sostenerlo. Así se ha hecho, por ejemplo, en monte Wilson (Estados Unidos) y en Arcetri (Italia).

Otro método estriba en colocar el telescopio horizontalmente sobre el propio terreno, es decir, en construir un telesco-

pio solar horizontal, como el de monte Wilson (California) y el de Cambridge (Inglaterra). En cualquiera de los dos métodos el telescopio permanece fijo y la luz solar es conducida a él mediante dos grandes espejos planos, uno de los cuales sigue el movimiento del Sol. El conjunto constituido por estos dos espejos se denomina *celostato*, lo cual significa "paralizador del cielo", y es esto precisamente lo que hace.

La luz pasa del celostato a un objetivo de 30 ó más metros de distancia focal y la imagen del Sol se proyecta sobre la rendija del espectroscopio. En las torres solares de monte

Para dispersar ampliamente las rayas espectrales del Sol es necesario disponer de un espectrógrafo de red y de un telescopio de gran distancia focal. Dicho telescopio se monta a veces en una alta torre solar. Aquí vemos un corte esquemático de la torre solar de monte Wilson, California. En su parte superior está situado el celostato y en la inferior el espectrógrafo.



Wilson y de Arcetri dicha rendija está al nivel del suelo, y la luz que la atraviesa llega a la lente y a la red de un espectroscopio situado en el fondo de un profundo pozo, donde se mantienen frías.

El telescopio solar horizontal está construido de forma parecida, pero en vez de situar la lente en el fondo de un pozo se coloca en el extremo de un largo túnel. Este túnel está hecho de madera y provisto de dobles paredes para que también el espectroscopio permanezca frío. Con tales instrumentos se obtienen imágenes del Sol de más de un metro de diámetro, pudiéndose fotografiar espectros (que muestran millares de rayas) de pequeñas porciones de una mancha solar o de la fotosfera.

MEDICIÓN DEL CALOR Y LA LUZ

Los astrofísicos no sólo están interesados en las radiaciones luminosas del Sol, sino también en aquellas que llegan en forma de calor. Necesitan medir el efecto calorífico de las radiaciones infrarrojas y también de las visibles. Para lograrlo utilizan el instrumento denominado *pirheliómetro*. Consiste en un disco metálico ennegrecido cuya capacidad para almacenar calor es conocida. Cuando una determinada cantidad de luz solar incide sobre el disco aumenta su temperatura, lo que permite a los astrofísicos deducir la cantidad de energía calorífica que produce el Sol.

En el capítulo anterior vimos que la atmósfera terrestre deja pasar ciertas longitudes de onda con más facilidad que otras. Con el instrumento denominado *bolómetro* podemos saber exactamente cómo se comporta la atmósfera. El bolómetro se utiliza asimismo para medir la temperatura de los planetas y aun de las estrellas más brillantes. Dicho instrumento se funda en que al calentarse una pieza metálica pasa a su través menor cantidad de electricidad que cuando está frío.

El bolómetro consta de dos delgadas cintas de platino. La primera está colocada en el foco de un telescopio, donde puede absorber la radiación, mientras que la segunda se encuentra a cubierto de tal radiación. Ambas cintas están conectadas según un cierto circuito eléctrico equilibrado. Dicho circuito se desequilibra cuando una cinta está más caliente que la otra, y el valor de la corrección necesaria para restablecer el equilibrio nos suministrará la temperatura de la estrella o del planeta en observación. Con el empleo de un bolómetro y un espectroscopio se puede calcular la cantidad de energía que transporta cada una de las distintas longitudes de onda que atraviesan la atmósfera terrestre.

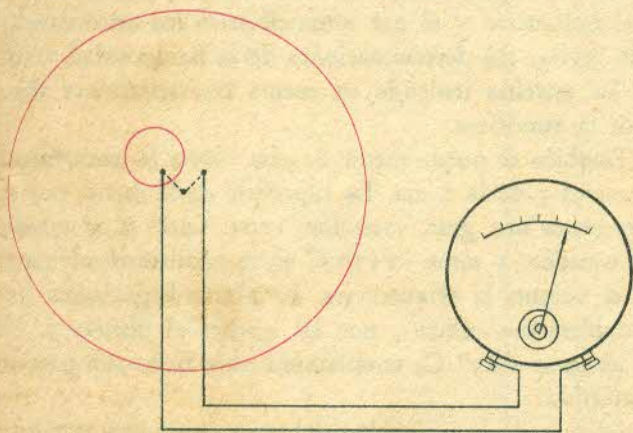
Otro artificio utilizado para evaluar la temperatura de los planetas y de las estrellas brillantes es el par termoelectrico. Con el bolómetro y el par termoelectrico los astrónomos han podido revisar sus determinaciones de la luminosidad verdadera de las estrellas teniendo en cuenta las radiaciones absorbidas por la atmósfera.

También se puede medir de esta forma la temperatura de los planetas y de la Luna. La superficie de la Luna, por ejemplo, presenta una gran variación, entre 100°C al mediodía, en su ecuador, y unos -157°C en la medianoche lunar. Durante el verano la temperatura de Marte llega hasta 22°C —agradablemente cálida—, por las noches el planeta se enfría hasta alcanzar -83°C , temperatura muy baja, aun para nuestra Antártida.

Además de la intensidad del calor proveniente de los planetas y de las estrellas, los astrofísicos necesitan conocer la cantidad de luz que recibimos de dichos astros. Para medir la intensidad de la luz se utiliza el *fotómetro*. Un tipo de estos instrumentos consiste en una bombilla eléctrica que produce una imagen estelar cuya luminosidad puede regularse. Cuando el observador regula la imagen, de modo que la vea con la misma luminosidad que la estrella que está estudiando, puede

evaluar la luminosidad aparente de dicha estrella. Hoy la mayoría de las determinaciones de la intensidad luminosa se hacen por medios eléctricos o fotográficos.

Cuanto más brillante sea una estrella mayor más densa será la imagen que produzca sobre un negativo fotográfico. Por lo tanto, si fotografiamos un cierto número de ellas, podremos deducir sus luminosidades comparándolas entre sí sobre la placa. Este tipo de medición se realiza a menudo mediante el *microfotómetro*. En un modelo de estos aparatos la luz atraviesa la placa y pasa directamente hacia una célula fotoeléctrica, que engendra una minúscula corriente eléctrica cuando la luz incide sobre ella. La intensidad de dicha corriente depende de la cantidad de luz recibida y, por lo tanto, al me-



El fundamento de un par termoelectrónico estriba en el hecho de que cuando cierta cantidad de energía incide sobre la soldadura de dos metales distintos se produce una corriente eléctrica. Si una soldadura recibe cierta cantidad de energía, de un planeta por ejemplo, mientras que la otra permanece fría, la corriente engendrada es suficiente para ser registrada mediante un galvanómetro.

dir la corriente producida por la luz que atraviesa cada imagen estelar podemos inferir el brillo de cada una de las estrellas.

Otro tipo de fotómetro mide los tamaños de las imágenes estelares, que aparecen sobre el negativo fotográfico como puntos negros sobre fondo claro. Con este aparato se puede distinguir entre dos estrellas cuyos brillos difieran en menos de un 1 %. Si en un fotómetro se utiliza un filtro rojo, una estrella roja aparecerá más brillante que vista a través de un filtro azul. Para una estrella azul ocurre exactamente lo contrario. Al comparar estos distintos valores de la luminosidad deducidos con filtros diferentes, los astrofísicos disponen de un método para saber los colores de las estrellas. Este *índice de color* es fundamental en el estudio de la evolución de las estrellas.

LAS ONDAS DE RADIO DEL ESPACIO

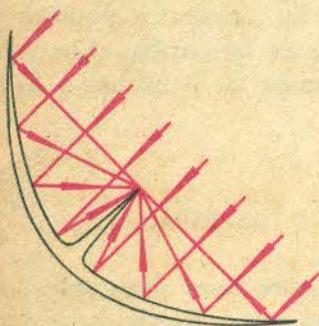
Todos los instrumentos descritos hasta ahora utilizan las radiaciones luminosas o caloríficas que recibimos de las estrellas y de las galaxias. A partir de aquí vamos a considerar las radiaciones de mayor longitud de onda, conocidas con el nombre de *ondas radioeléctricas*. Para registrarlas tenemos que recurrir a los radiotelescopios.

Tales instrumentos han sido desarrollados muy recientemente. El año 1932 Karl Jansky, radiotécnico norteamericano, se dio cuenta de que ciertas ondas radioeléctricas procedían del espacio exterior. Otro americano, Grote Reber, aficionado a la radiotransmisión, lo confirmó en el año 1938. Estas investigaciones se interrumpieron durante la segunda guerra mundial, pero fueron reanudadas en 1946 y se diseñó el primer radiotelescopio.

Un radiotelescopio consta de dos partes principales: la antena y el receptor de radio. La antena o "espejo" es la más

espectacular. Aunque muy impresionante, la antena es sólo una de las partes del equipo completo. La otra es el receptor de radio, al que la antena envía las señales recibidas.

El receptor de un radiotelescopio debe ser un instrumento muy sensible. Aun con grandes antenas las señales radioeléctricas captadas son extraordinariamente débiles en comparación con las registradas por nuestros radiorreceptores caseros. Otra dificultad estriba en que también se captan señales inesperadas —denominadas “ruidos”—. Esto quiere decir que el



Allá por los años treinta un radiotécnico norteamericano, Karl Jansky, se dio cuenta de que ciertas ondas radioeléctricas procedían del espacio exterior. Este esquema indica cómo el “espejo” de un moderno radiotelescopio refleja hacia una antena receptora todas las ondas que inciden sobre su superficie.

receptor no sólo debe ser muy sensible, sino al propio tiempo capaz de separar de los ruidos las señales objeto de estudio. Los radiotécnicos han desarrollado varios métodos para conseguir que los receptores realicen tal función. Un ingenioso esquema selecciona la señal requerida, que se recibe del espacio, y la amplifica hasta obtener otra muy intensa. Esta nueva señal, en todos sus tipos de radiotelescopio, es enviada a un aparato registrador en el que una pluma dibuja una gráfica automáticamente.

Las antenas de los radiotelescopios, aunque muy variadas en cuanto a su aspecto, tienen una cosa en común: todas actúan de forma análoga al espejo de un telescopio reflector ordinario. La razón por la cual las antenas de los radiotelescopios

parecen diferentes de los espejos de los telescopios reflectores estriba en que la longitud de las ondas que recogen es mucho mayor que la de la luz. Las longitudes de onda con las que opera el radioastrónomo representan una pequeña fracción del radioespectro total (ver pág. 58).

Si el astrónomo desea recoger ondas de muy pequeña longitud y radiación radioeléctrica proveniente de las estrellas, las galaxias y el gas interestelar, debe utilizar un reflector parabólico. Para ondas muy cortas dicho reflector está recubierto interiormente por laminillas de cobre, pero para ondas de más de un metro de longitud es suficiente una superficie reflectante de tela metálica, pues muchas de las ondas son demasiado grandes para "escapar" por entre los huecos de la malla.

Anteriormente vimos que un gran telescopio óptico permite observar más detalles que uno pequeño. Esto también es aplicable a los radiotelescopios. Puesto que la antena reflectora, o espejo de un radiotelescopio, está fabricada con metal en lugar de cristal, puede llegarse a construir de las dimensiones que se deseen sin exponerse a perder precisión. La única limitación es que no debe ser tan pesada que no pueda girar. Grandiosos radiotelescopios están en servicio en Jodrell Bank (Inglaterra), Sidney (Australia) y en California y Virginia Occidental (Estados Unidos).

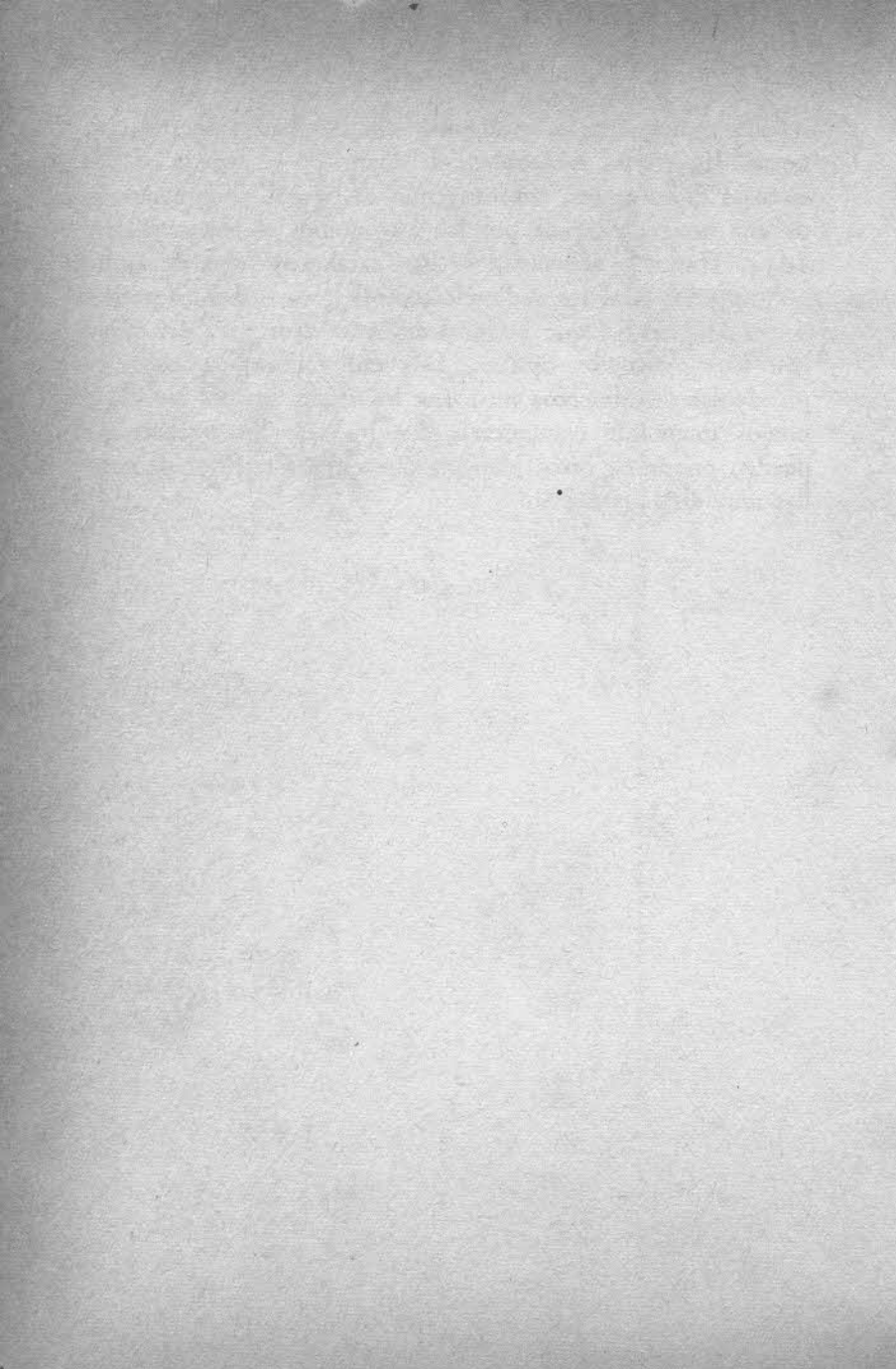
Se puede obtener mayor poder separador utilizando más de un radiotelescopio y combinando las ondas recibidas por una antena con las recibidas por otra. Al combinar el radiotelescopio de 75 m de Jodrell Bank con otra antena menor situada a 20 km de distancia, los radioastrónomos han conseguido un poder separador 45 veces mayor. Un radiotelescopio que utilice dos o más antenas se denomina *radiointerferómetro*, porque el mayor poder separador se obtiene al hacer que las ondas radioeléctricas recibidas por una antena "interfieran" con las recibidas por la otra.

Algunos de los radiointerferómetros contruidos reciente-mente son de un sorprendente tamaño. En Cambridge y en Sidney se emplean bastante con antenas fijas de algunos cen-tenares de metros de longitud. Aunque las antenas son fijas, en el sentido de que no pueden girar como los grandes reflec-tores parabólicos, pueden moverse algo en dirección norte-sur. ¡El movimiento este-oeste corre a cargo de la Tierra, que cada día gira sobre su eje! En Sidney las dos antenas están dispuestas en forma de cruz y los aparatos (pues hay dos de ellos) se conocen con el nombre de Cruces de Mills, en honor a su inventor Bernard Mills. En Cambridge, una antena de 450 m de longitud se utiliza en combinación con otra de 60 m. La antena menor, situada a más de un tercio de ki-lómetro de la mayor, va montada sobre unos carriles que per-miten desplazarla, así como inclinarla en la dirección norte-sur. Cuando se usa el conjunto de dos antenas como si fuera un único radiotelescopio no sólo se consigue un mayor poder separador, sino que también resulta mucho más sensible a las señales muy débiles. En California dos antenas parabólicas de 25 m, montadas cada una sobre sus rieles, se utilizan de esta forma. Los radiointerferómetros se emplean muchísimo en radioastronomía y suministran a los astrofísicos nuevos datos acerca de las lejanas galaxias, especialmente en cuanto se re-fiere al número de ellas que hay en las distintas regiones del espacio.

Los radiotelescopios también nos proporcionan nuevos conocimientos acerca del Sol y de los planetas. Por ejemplo, la corona solar ha sido registrada por los radiotelescopios hasta distancias de 30 millones de kilómetros y se han obteni-do muchos detalles sobre las fulguraciones y las manchas so-lares. De Júpiter también nos llegan algunas señales radioeléc-tricas, pero la razón de su presencia aún no está totalmente comprendida.

Varias nebulosas de nuestra propia Galaxia nos envían

señales radioeléctricas, y algunas son estrellas convertidas en novas. En efecto, la nebulosa del Cangrejo es una de las más intensas radiofuentes, constituyendo los restos de la explosión de una nova observada por los astrónomos chinos en el año 1054. Hasta la actualidad se han catalogado más de 2.000 radiofuentes. Con los radiotelescopios, los astrónomos pueden "oír" las estrellas que están demasiado lejos para ser vistas con los telescopios ópticos. Los radiotelescopios serán los principales instrumentos mediante los cuales un día los astrónomos intentarán comunicarse con los seres inteligentes que puedan existir en otros planetas que giren alrededor de estrellas muy alejadas del Sol.



VIDA Y MUERTE DE LAS ESTRELLAS

Durante algún tiempo los astrónomos creyeron que las estrellas eran eternas, sin principio ni fin. Hoy sabemos que no brillan indefinidamente, pues evolucionan a lo largo de su vida y al final de la misma “mueren”.

Una estrella como el Sol, pongamos por caso, nace en el interior de la Galaxia como una nube de polvo y gas que se acumula formando una esfera. A medida que la materia que contiene este cuerpo se va concentrando gradualmente, cada vez más hacia su centro, aumenta la temperatura en su interior; y continúa creciendo hasta que empiezan a producirse reacciones nucleares. De esta forma la estrella brillará y durará miles de millones de años. Después de transcurrido un largo intervalo de tiempo, cuando ha consumido totalmente su “combustible” de gas hidrógeno, cesan las reacciones nucleares y la estrella pierde su luminosidad. Lo que sucede después es, probablemente, que la estrella se encoge hasta constituir un cuerpo oscuro, extraordinariamente denso y relativamente pequeño, que ya no es visible en el cielo.

BRILLO Y TEMPERATURA DE LAS ESTRELLAS

Para estudiar con detalle la vida de las estrellas debemos empezar por examinar las que vemos brillar en la actualidad, y

anotar las diferencias que observemos. En primer lugar, las estrellas se diferencian por su luminosidad. Los astrónomos miden dicha luminosidad en unidades denominadas *magnitudes*. En cierto sentido es un término poco afortunado, pues no tienen nada que ver con el tamaño de las estrellas; además la escala de magnitudes es más bien de oscurecimientos que de luminosidades. Una estrella de magnitud 1 es más brillante que una de magnitud 2; ésta que una de magnitud 3, y así sucesivamente. El primero que confeccionó un catálogo de estrellas dando cuenta de su luminosidad fue el astrónomo griego Hiparco, que vivió alrededor del año 150 a. C. Unos 300 años después Tolomeo amplió el trabajo de Hiparco e hizo un catálogo en el que utilizó el término magnitud. Tolomeo consideró seis magnitudes estelares que pueden distinguirse a simple vista, siendo éste el sistema de magnitudes utilizado hoy en día, aunque más preciso.

En dicho sistema una estrella de magnitud 1 es exactamente 100 veces más brillante que una de magnitud 6. Puesto que hay cinco intervalos de magnitud entre 1 y 6, una estrella de una magnitud determinada es unas $2\frac{1}{2}$ veces más brillante que una estrella de la magnitud siguiente. Esto es así porque $2\frac{1}{2} \times 2\frac{1}{2} \times 2\frac{1}{2} \times 2\frac{1}{2} \times 2\frac{1}{2}$ es aproximadamente igual a 100. Puesto que la escala de magnitudes varía aumentando o disminuyendo a intervalos iguales, podemos ampliarla en cualquier dirección según nuestras necesidades. Por ejemplo, podemos incluir estrellas tan débiles que no pueden apreciarse a simple vista, como hacemos cuando decimos que el telescopio de 5 metros fotografía estrellas de magnitud 21. También es posible ampliar la escala para incluir estrellas muy brillantes. Para lograrlo basta comprender que una estrella $2\frac{1}{2}$ veces más brillante que las de magnitud 1 debe ser de magnitud 0, y una $2\frac{1}{2}$ veces más brillante que la de magnitud 0 debe ser de magnitud -1. En esta escala la Luna llena tiene una magnitud de $-12\frac{1}{2}$ y el Sol una magnitud de unos $-26\frac{1}{2}$.

Cuando utilizamos la escala de magnitudes de esta manera, sólo indicamos la luminosidad de las estrellas según se nos aparecen observadas desde la Tierra; estamos hablando por lo tanto de su *magnitud aparente*. Pero dos estrellas que veamos exactamente con el mismo brillo pueden ser en realidad de muy distinta luminosidad, al estar situada una de ellas a mucho menos distancia de nosotros que la otra. Para comparar las luminosidades verdaderas de dos estrellas —para obtener su *magnitud absoluta*— debemos conocer no sólo sus brillos aparentes, sino también las distancias a que están situadas. Cuando sabemos la distancia y la luminosidad, estamos en condiciones de calcular el brillo que ambas presentarían si estuviesen a la misma distancia. Esto nos suministra su *magnitud absoluta*, o luminosidad verdadera. Cuando los astrónomos calculan magnitudes absolutas utilizan un determinado patrón de distancias que indica el brillo con que aparecerían las estrellas si estuviesen situadas exactamente a $32\frac{1}{2}$ años-luz de nosotros.

Otro hecho importante que conocemos de las estrellas es que difieren en su temperatura. Al final del capítulo segundo dijimos que podíamos clasificarlas según sus espectros (O, B, A, F, G, K, M), en el sentido de más caliente a más fría. En un extremo de esta serie figuran las estrellas más calientes, del tipo O, cuyos átomos están en su mayoría ionizados, es decir, separados de sus electrones; y casi todas sus radiaciones se sitúan en la zona azul del espectro. En el otro extremo están las estrellas M, que irradian con mayor intensidad hacia la zona roja del espectro. Puesto que se observan moléculas en las atmósferas de las estrellas más frías, sus temperaturas no pueden ser mucho mayores de unos 2.000°C —la temperatura de una llama gaseosa—. No se han encontrado moléculas en las estrellas O, B, A, F, G y K porque el calor las rompe, disgregándolas en sus átomos.

Los valores de las magnitudes absolutas de las estrellas de

las distintas clases espectrales demuestran que cuanto más caliente es una estrella mayor luminosidad presenta. Esta relación entre magnitudes absolutas y temperaturas sirve para deducir el ciclo de la vida de las estrellas. Como que la mayoría cumple esta relación principal entre espectro y luminosidad, al referirnos a ellas hablamos de las estrellas de la serie principal. Esta serie comprende desde las estrellas O más calientes hasta las estrellas M más frías. Entre las páginas 120 y 121, figura una tabla con datos importantes sobre las estrellas de cada una de las siete clases que constituyen la serie principal.

Desde luego las estrellas no se ajustan a una clasificación tan sencilla y ordenada como en principio puede sugerir nuestra tabla. De un tipo espectral a otro hay un cambio gradual. Las estrellas del tipo O se mezclan con las del B, las del B con las del A, y así sucesivamente. Para lograr situar las estrellas en su posición correcta en dicha tabla, los astrónomos subdividieron cada clase espectral en 10 subclases. Una estrella A_5 , por ejemplo, está en una posición intermedia entre las estrellas más frías del tipo B y las más calientes del tipo F. De forma parecida una estrella sólo un poco más fría que las más frías del tipo A (A_9) se incluirá en el subgrupo F_0 ; una estrella un poco más caliente que las más calientes del G se clasificará como F_9 . La posición de cada estrella dentro de su clase se establece exclusivamente a partir de la intensidad de las rayas que constituyen su espectro.

Debido a ciertas razones de carácter distintivo, se incluyen otros cuatro tipos de estrellas en el sistema de clasificación, y los cuatro caen fuera de la serie principal desde O hasta M. Uno de estos tipos especiales es el W_5 —particularmente raro—, cuyas estrellas son aún mucho más calientes que las de la clase O y presentan anchas *bandas* luminosas correspondientes al hidrógeno y al helio. Su temperatura puede alcanzar los 100.000° C. En el otro extremo de la serie se encuentran las estrellas del tipo N, cuyos espectros muestran bandas produci-

das por moléculas de compuestos carbonados. La temperatura superficial de las estrellas N está comprendida probablemente entre 3.000 y 2.000° C. Algo más calientes que las anteriores son las estrellas del tipo R, que establecen una especie de unión entre las estrellas N y las G. Dicho de otro modo, podemos asegurar que ciertas estrellas se clasifican según una "ramificación" en G de la serie principal. En vez de definir las como K o M, deben ser consideradas distintas y, por lo tanto, incluidas en los grupos R o N. Todavía hay otra ramificación del tipo K en la serie principal, pues algunas estrellas más frías que las de este tipo no pueden clasificarse como estrellas M; su luminosidad no es constante y su espectro muestra bandas producidas por moléculas de óxido de circonio y de óxido de titanio; se denominan estrellas S.

Al observar con cuidado las columnas de nuestra tabla nos damos cuenta de dos hechos importantísimos. Primero, al desplazarnos hacia abajo, desde O hasta M, notamos que el color de las estrellas varía del azul al rojo. Puesto que sabemos que una llama muy caliente produce luz azul mientras que otra más fría da luz roja, esto evidencia que las estrellas O son las más calientes y las M las más frías. Al propio tiempo vemos que hay una mayor ionización en las estrellas O que en las situadas en la parte inferior de la tabla. Ya que las temperaturas altas producen más ionización que las bajas, esto demuestra que debe haber diferencias de color. Estas dos características han permitido a los astrónomos deducir las temperaturas superficiales de las diversas clases de estrellas.

El conocimiento de la temperatura y del color también nos permite descubrir cómo irradian energía las estrellas, y ello induce a los astrofísicos a creer que las estrellas se comportan como un *cuerpo negro*. Este es un cuerpo ideal que irradia luz intensamente al calentarlo y absorbe todas las longitudes de onda que recibe cuando está frío. Esto significa que, como un

atizador, aparece completamente negro cuando está frío, pero al aumentar su temperatura toma inicialmente una coloración roja oscura, luego rojo brillante, y, al calentarlo aún más, emite luz amarilla, blanca y, finalmente, de una tonalidad blancoazulada. Desde luego, esto es lo que observamos al recorrer la serie principal de las estrellas desde la M hasta la O.

Afortunadamente los científicos saben cómo se comporta exactamente un cuerpo negro cuando se calienta. Si conocemos el tamaño de un cuerpo negro podemos saber con la mayor precisión su brillo a cualquier temperatura. De forma parecida, si conocemos su temperatura y su brillo podemos calcular su tamaño. Por lo tanto, si las estrellas se comportan realmente como cuerpos negros, es posible deducir su tamaño a partir de su temperatura y de su luminosidad verdadera.

Antes de continuar con los tamaños de las estrellas, debemos retroceder y considerar nuestra tabla. Vemos en ella que el Sol, una estrella típica de la clase G, tiene una magnitud absoluta de 5. Sin embargo Capella, otra estrella típica de la clase G, tiene una magnitud absoluta de $-1/2$, lo cual significa que es 150 veces más brillante que el Sol. Un problema análogo se presenta al considerar las estrellas del tipo K. Arturo tiene una magnitud absoluta de 0 y 61 Cygni de 8, y para ello la relación de luminosidades es mayor que 1.500. En las estrellas del tipo M dicha relación es aún más sorprendente. Betelgeuse tiene una magnitud absoluta de -3 y Antares de -4 , pero muchas estrellas M, con magnitudes de 12 y 13, son demasiado débiles para ser observadas a simple vista y más de un millón de veces menos luminosas que las estrellas brillantes de esta misma clase. Esto indica que no debemos suponer que todas las estrellas de la misma clase espectral tienen igual luminosidad, pues no ocurre así en las de los tipos G, K, y M. La sencilla relación entre temperatura (determinada por la clase espectral) y luminosidad es sólo cierta para algunas estrellas de la serie principal.

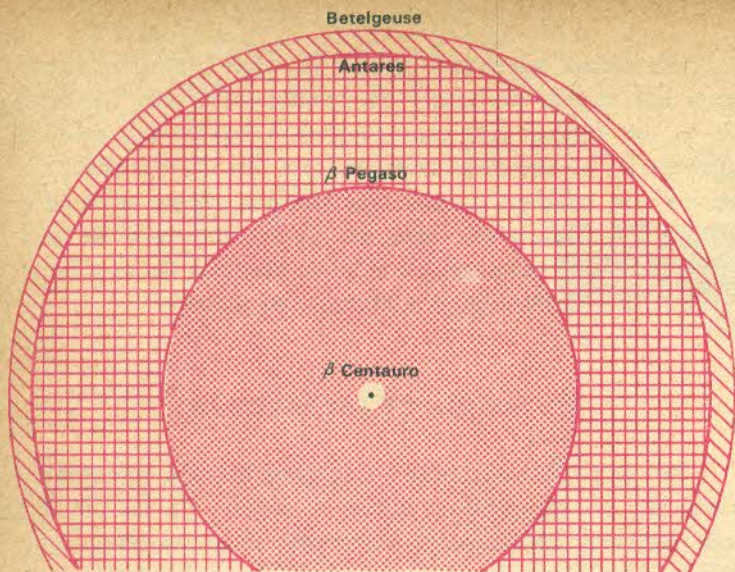
En efecto, los astrofísicos se han visto obligados a reconocer que existen dos clases de luminosidades entre las estrellas de un mismo tipo espectral: las brillantes son emisores gigantes de radiaciones, mientras que, en comparación, las oscuras son emisores enanos. Las palabras *gigante* y *enano* se utilizan para caracterizar cada una de las dos clases de estrellas y se refieren simplemente al brillo absoluto de las mismas. Pero, ¿dan a la vez alguna idea sobre su tamaño?

EL TAMAÑO DE LAS ESTRELLAS

No es posible contestar a esta pregunta con sólo mirar a través de un telescopio y medir el tamaño de las estrellas, pues aun con los mayores telescopios todas aparecen como simples puntos luminosos. Lo que sí podemos hacer es aplicar nuestra hipótesis de que las estrellas se comportan como un cuerpo negro.

Hemos dicho que cuando conocemos el brillo absoluto y la temperatura de un cuerpo negro somos capaces de calcular su tamaño. Y dado que sabemos la temperatura y el brillo absoluto de muchas de ellas, podemos calcular sus diámetros.

Entre las estrellas de tipo G encontramos que Capella, 150 veces más brillante que el Sol, presenta un diámetro 12 veces superior, o sea de más de 15 millones de kilómetros. Con respecto a las estrellas del tipo K son aún mayores las relaciones entre sus diámetros. La estrella enana 61 Cygni tiene un diámetro tres cuartas partes el del Sol y, por lo tanto, es menos brillante; pero el luminoso gigante Arturo es 30 veces mayor, con un diámetro de 40 millones de kilómetros. Es en las estrellas del tipo M donde las gigantes y las enanas muestran la mayor desproporción. Las enanas del tipo M son muy pequeñas, presentando diámetros de menos de una tercera parte del solar, mientras que algunas gigantes de dicho tipo alcanzan



Aquí se comparan los diámetros de cuatro estrellas. A la misma escala, el Sol tendría el tamaño del agujero central producido por la punta del compás.

fantásticas dimensiones, como Antares que es 300 veces mayor que el Sol, y Betelgeuse más de 400 veces. Esto requiere decir que el diámetro de Antares es de unos 400 millones de kilómetros y el de Betelgeuse de 550 millones. Si Antares se colocase en lugar del Sol encerraría las órbitas de Mercurio, Venus y la Tierra. Situada en la misma posición, Betelgeuse envolvería también la de Marte. Tan brillantes y enormes son estas dos estrellas, en comparación con los miembros enanos de su clase espectral, que se las denomina *supergigantes*. La mayor supergigante descubierta hasta el momento es la estrella ϵ (epsilon) del Cocheo del tipo K_5 . Tiene un diámetro 2.000 veces superior al del Sol. ¡Si se pudiese situar en el centro del sistema solar se extendería hasta cerca de la órbita de Saturno!

Estos cálculos de los diámetros estelares se fundan en la teoría de que las estrellas irradian del mismo modo que un cuerpo negro. ¿Hay alguna manera de confirmar si los valores son correctos? Para las estrellas gigantes que no estén demasiado alejadas de nosotros hay dos formas de comprobarlos. Una consiste en medir exactamente el tiempo que tarda el borde de la Luna en ocultar la luz de la estrella. Puesto que la Luna no tiene prácticamente atmósfera, cuando pasa por delante de la mayoría de las estrellas su borde, muy bien definido, impide instantáneamente la llegada de la luz proveniente de la estrella. Por el contrario, en el caso de las supergigantes, dicho apagón es gradual. Mediante un fotómetro es posible determinar el instante en que la luz desaparece totalmente. Sabemos la distancia que nos separa de la estrella, también conocemos la velocidad de la Luna al recorrer el cielo, y ahora nuestras mediciones nos dicen cuánto tiempo tarda la Luna en atravesar el diámetro aparente de la estrella. De estos tres datos de observación podemos deducir el diámetro real de la estrella.

El segundo método para comprobar el diámetro de una supergigante se logra dividiendo la luz de la estrella en dos rayos distintos y volviéndolos a reunir. (Un telescopio equipado de modo que los dos rayos interfieran de esta forma se denomina *interferómetro*.) Este segundo método, como el lunar, arroja unos resultados que confirman los obtenidos a partir de la teoría del cuerpo negro. Así pues, aunque carecemos de un método para comprobar el tamaño de las estrellas enanas, podemos trabajar con cierta seguridad de admitir para las estrellas pequeñas los valores que nos proporciona la teoría del cuerpo negro.

Descubrir el tamaño de las estrellas es sólo una de las interesantes posibilidades sugeridas por la clasificación espectral de la tabla adjunta. Tal clasificación constituye el punto de partida de otras muchas investigaciones sobre el comporta-

miento de las estrellas. Para demostrar lo dicho esquematizemos el denominado *diagrama de Hertzsprung-Russell*, o simplemente *diagrama H-R*.

El diagrama H-R pone de manifiesto que, en general, cuanto más caliente es una estrella mayor es su magnitud absoluta. Por ejemplo, podemos ver que muchas estrellas G, K, y M, que son frías, son también poco brillantes y enanas, lo cual concuerda muy bien con la serie principal de las estrellas, al variar su luminosidad y temperatura desde las estrellas azules O de la parte superior hasta las enanas rojas de la inferior. ¿Y las gigantes y supergigantes? Estas no están comprendidas entre las estrellas de la serie principal. Deberíamos esperar que todas se encontraran entre las estrellas calientes O y B, con temperaturas comprendidas entre 11.000° y 40.000° C, pero la realidad es que existen supergigantes M y K frías, como Arturo y Betelgeuse, con temperaturas entre los 2.000° y 3.000° C. Dichas estrellas se observan en la parte superior derecha del diagrama, junto a gigantes tales como Aldebarán y Antares. Todas estas estrellas se sitúan por encima y fuera del conjunto estelar general. Lo mismo puede decirse de otras estrellas muy brillantes, como Canopus, supergigante del tipo F, 100.000 veces más luminosa que el Sol, y Rigel, supergigante del tipo B, 10.000 veces más luminosa que nuestro astro central. Estas estrellas se señalan en la parte superior del diagrama.

La importante cuestión que ahora nos toca resolver es explicar por qué las estrellas gigantes y supergigantes (además de otras) ocupan posiciones singulares en el diagrama H-R. Antes de estudiar por qué ocurre así, veamos lo que conocemos en definitiva sobre el transcurso de la vida de una estrella típica, basándonos en los hechos que hemos mencionado hasta el momento. Con todo lo dicho sólo podemos hacer una suposición, considerando la teoría según la cual las estrellas consumen su energía y su "combustible" para emitir luz, disminuyendo

por lo tanto de tamaño constantemente. Esta teoría nos sugeriría que las estrellas empiezan siendo gigantes o supergigantes rojas; luego, a medida que se contraen y aumentan de temperatura, podemos suponer que entran de lleno en la serie principal como estrellas del tipo O y, consumiendo su energía, se enfrían gradualmente y disminuyen de tamaño, recorriendo las etapas del amarillo y el naranja de la serie principal hasta llegar a enanas rojas. Esta fue la hipótesis de Henry Norris Russell, uno de los creadores del diagrama de Hertzsprung-Russell. Pero fue sólo una hipótesis.

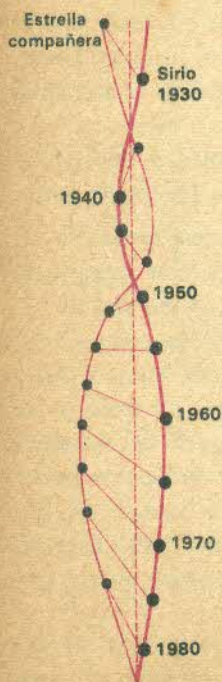
LOS SISTEMAS BINARIOS Y LA MASA DE LAS ESTRELLAS

El principal dato que poseemos de las estrellas, su masa, lo debemos al estudio de los denominados sistemas *binarios*. Un sistema binario consiste en dos estrellas relativamente próximas entre sí y tales que giran la una alrededor de la otra. Aunque estas “estrellas dobles” no pueden observarse a simple vista como dos estrellas distintas, un telescopio permite separarlas y la exploración del espacio ha demostrado la existencia de un gran número de estos sistemas. Por ejemplo, podemos ver la estrella del Can Mayor, Sirio, pero sin un telescopio nunca hubiésemos conocido a su pequeña compañera, el “Cachorro”, con la que constituye un sistema binario. Mizar, una de las estrellas del mástil del Carro, es también una estrella doble cuando la observamos a través del telescopio.

Si se estudia un sistema binario durante cierto número de años, se puede calcular la forma de las órbitas de las estrellas componentes y cuánto tardan en dar una vuelta completa. Una vez hecho esto, es posible comparar la masa de una estrella con la de su compañera.

Al llegar a este punto de nuestra investigación ya podemos afirmar, por ejemplo, que una estrella es cinco veces más

pesada que la otra, o cien veces; en fin, cuál es la relación entre sus masas. Pero no podemos indicar aún cuál es la masa de ninguna de las dos en comparación con las del Sol o de la Tierra. Dicho de otro modo, conocemos las masas relativas pero no la total, y la razón de ello no es difícil de comprender. Hasta ahora sólo hemos descubierto la forma de la órbita y el tiempo que tardan ambas estrellas en dar una vuelta completa. No conocemos aún el tamaño de dicha órbita, lo cual significa que aún no sabemos cuál es la distancia que realmente existe entre las dos estrellas y las velocidades con las cuales deben moverse en sus órbitas. Pero es posible determinar las dimensiones de estas órbitas si calculamos la distancia a que se encuentra el sistema binario en cuestión.



Si Sirio fuera una estrella única, seguiría una trayectoria rectilínea (línea punteada de la izquierda). En realidad, sigue la trayectoria en zigzag (curva de trazo grueso). Esto hizo suponer a los astrónomos, en 1844, que dicha estrella tenía una compañera, que fue observada por vez primera en 1862.

Afortunadamente hay muchos sistemas binarios suficientemente próximos para que sea posible medir sus distancias, por lo que ya se ha calculado la masa de un considerable número de estrellas.

El determinar la órbita de un sistema binario no es tarea sencilla. Primero, las estrellas en cuestión están tan alejadas que sus órbitas aparecen extraordinariamente pequeñas. Sólo podemos deducirlas mediante delicadas mediciones que nos permitan comparar, de vez en cuando, la posición de una de las estrellas con relación a la otra. Además de esto, gran número de binarias necesitan muchos años, y aun muchas décadas, para describir sus órbitas. Esto significa que se debe efectuar gran número de observaciones y compararlas minuciosamente antes de poder alcanzar la información necesaria.

Las observaciones se realizan mirando a través del telescopio o mediante fotografías. Para las observaciones visuales se acopla al ocular un pequeño micrómetro, que permite al observador realizar medidas extraordinariamente precisas del ángulo y de la distancia aparente entre las dos estrellas. Cuando se recurre a la fotografía, se hacen exposiciones de vez en cuando y se miden en cada placa los cambios de posición de las estrellas.

Se han reconocido sistemas binarios aunque sus estrellas estén muy juntas entre sí —o muy alejadas de nosotros— de modo que sólo aparezcan como una estela única en el telescopio. Una forma de detectarlas es observando el puntito luminoso (denominado anillo de difracción) que producen en el telescopio. Si el anillo aparece alargado es posible que la deformación sea debida a dos estrellas muy juntas, y no a una estrella única. Entonces podemos utilizar un interferómetro para separar los dos puntos superpuestos y medir el ángulo que forman. Pero este método no es viable si las dos estrellas están muy juntas o demasiado alejadas. Se pueden reconocer las binarias y calcular sus órbitas sólo con la ayuda de un espectros-

copio; tales estrellas se conocen con el nombre de *binarias espectroscópicas*.

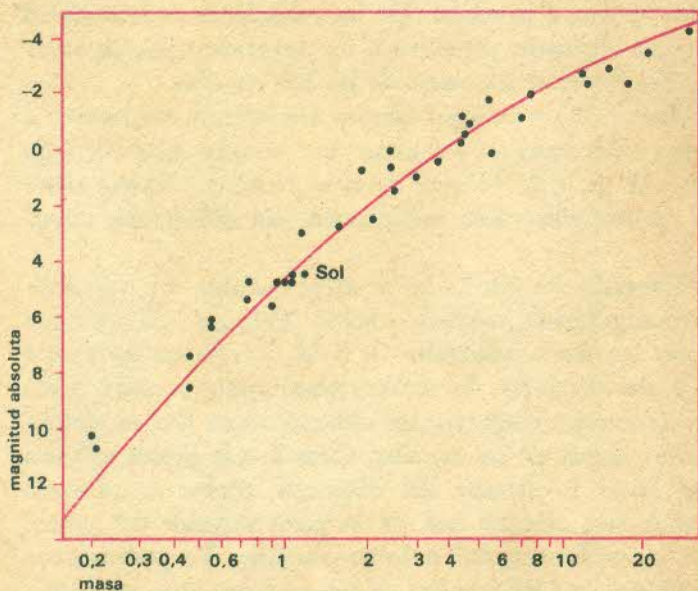
Puesto que cada una de las dos estrellas de un sistema binario se mueve alrededor de la otra, a veces una se acercará hacia nosotros mientras que la otra se alejará; pero también otras veces las dos estrellas solamente se moverán a lo largo de nuestra línea visual. Cuando ambas se muevan a lo largo de dicha línea darán un espectro con rayas simples y claras. Pero cuando una se mueva hacia nosotros y la otra se aleje, las rayas espectrales producidas por una de ellas se desplazarán hacia el extremo azul del espectro, mientras que las producidas por la otra se desplazarán hacia el extremo rojo. Cuando esto suceda serán dobles las rayas producidas por la totalidad del sistema binario.

El tiempo transcurrido entre estos cambios en las rayas espectrales —de simples a dobles y de nuevo a simples— permite al astrofísico deducir el tiempo que tarda cada estrella en recorrer la mitad de su órbita alrededor de la otra. De éste puede conocerse el período de revolución orbital.

A veces el astrofísico no llega ni a observar doble el espectro. Esto sucede, por ejemplo, cuando una estrella es mucho menos brillante que la otra. Y, aun entonces, la estrella más brillante presentará una periódica variación en su desplazamiento entre los extremos azul y rojo. Esto permite calcular los cambios en la velocidad de la estrella y deducir la denominada *curva de velocidad*. Puesto que en un sistema binario ambas estrellas tardan el mismo tiempo en completar su órbita, las consecuencias que se desprendan de esta curva se podrán aplicar tanto a la estrella oscura como a la brillante. La curva de velocidad también puede indicar al astrofísico si la órbita de un sistema binario es casi circular o muy ovalada. Si es casi circular el cambio del corrimiento hacia el rojo al corrimiento hacia el azul y de nuevo al rojo será permanente y gradual. Si la órbita es muy ovalada dicho cambio se llevará a cabo en

una forma muy desigual. Aunque el astrofísico no puede ver una binaria espectroscópica, la curva de velocidad que deduce le indica no sólo el tiempo que tardan las dos estrellas en dar una vuelta completa alrededor de sus órbitas, sino también la forma de dichas órbitas. Ahora ya puede decir algo sobre la masa total del sistema. Pero sin la observación visual no es posible calcular la masa individual de cada estrella.

El astrofísico no es capaz de elaborar ninguna teoría completa sobre el ciclo vital de una estrella sin haber recogido



A través del estudio de las binarias los astrónomos han adquirido la mayoría de sus conocimientos sobre las masas de las estrellas, esto es, la cantidad de materia que las constituyen. Esta gráfica muestra las masas de cierto número de estrellas (escala horizontal) con relación a sus luminosidades absolutas (escala vertical). La curva de la gráfica indica que en general las estrellas de mayor masa son las más luminosas.

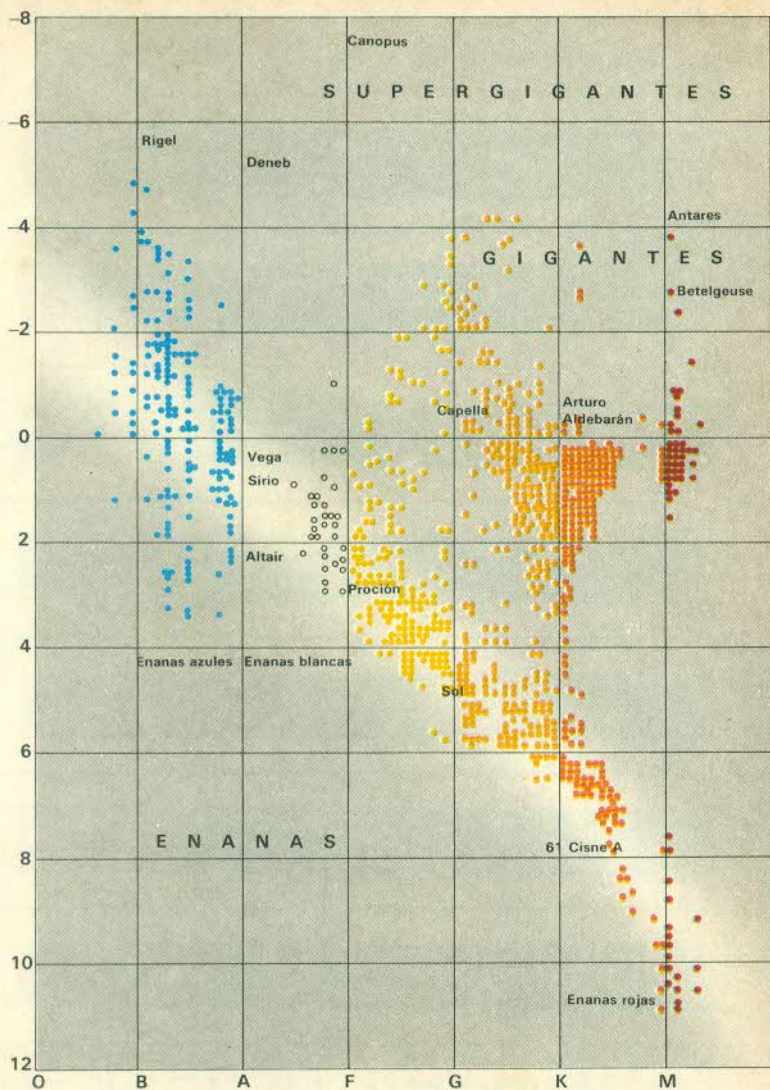
cuanta información precisa sobre su masa. Puesto que las binarias constituyen su principal fuente de información no puede dejar de considerar ninguna de ellas. Otra clase de binarias son las denominadas *binarias a eclipses*. Son estrellas dobles cuyas órbitas están situadas de tal manera que sólo pueden observarse "de canto".

Muy a menudo una de las dos estrellas del sistema es brillante y la otra oscura. A veces recibimos la luz de ambas estrellas; pero otras veces la oscura eclipsa a la brillante y la brillante eclipsa a la oscura. De las variaciones de la cantidad de luz que recibimos del sistema, los astrofísicos pueden calcular la relación entre las masas de las dos estrellas.

Hace más de un siglo que los astrónomos comenzaron a dedicarse a las binarias, y durante este período se ha calculado la masa de un gran número de estas estrellas. Veamos ahora cómo aprovechamos esta información, tan difícilmente conseguida.

Empezaremos por hacer un diagrama algo parecido al de Hertzsprung-Russell, también adjunto. Pero esta vez, en lugar de poner las clases espectrales O, B, A, y restantes en la parte inferior del diagrama, lo construiremos según la masa. Cada punto de nuestro diagrama nos indicará ahora hechos complementarios acerca de las estrellas. Cuanto más alejada está una estrella hacia la derecha del diagrama, mayor es su masa. Y cuanto más cercana está de la parte superior del mismo, mayor es su *luminosidad* o brillo absoluto. Ya podemos ver directamente que las estrellas de menor masa —las que contie-

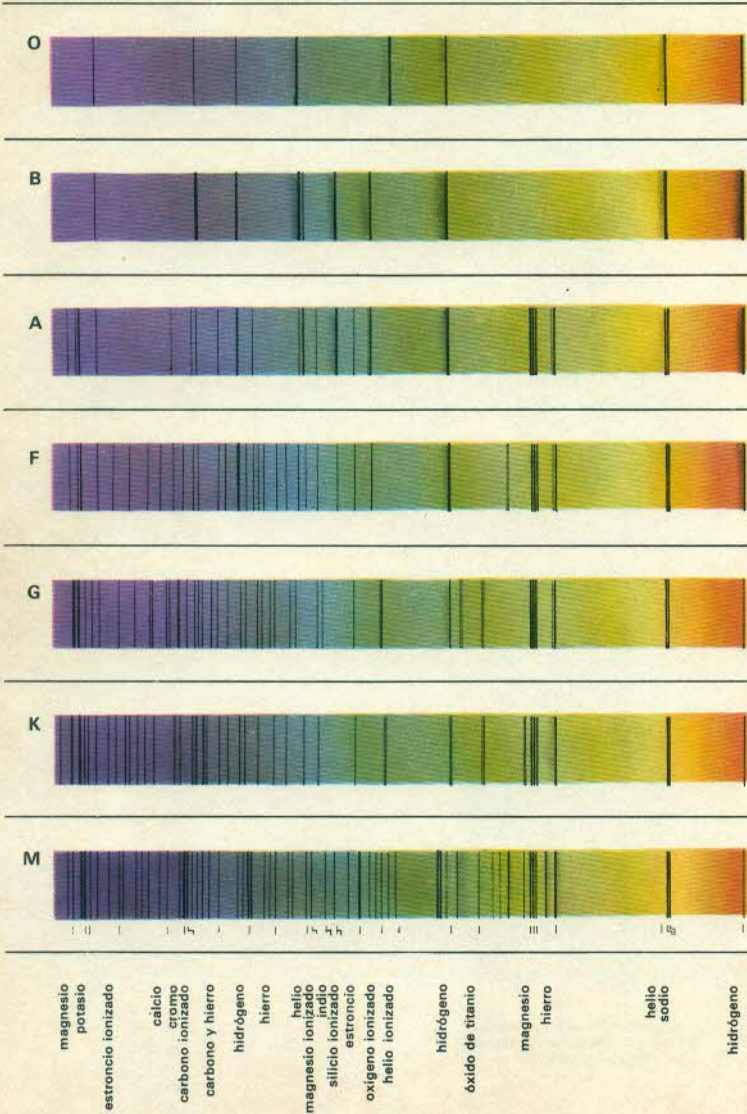
Hertzsprung y Russell idearon un gráfico especial para mostrar la relación entre la temperatura y la luminosidad de las estrellas. En el diagrama de Hertzsprung-Russell, al lado, cuanto más cerca está una estrella de la parte superior menor es su magnitud absoluta y, por lo tanto, mayor es su verdadera luminosidad. Cuanto más cerca está una estrella del borde izquierdo más elevada es su temperatura.



Desde que fue hecho este esquema se han asignado diferentes magnitudes absolutas a algunas estrellas

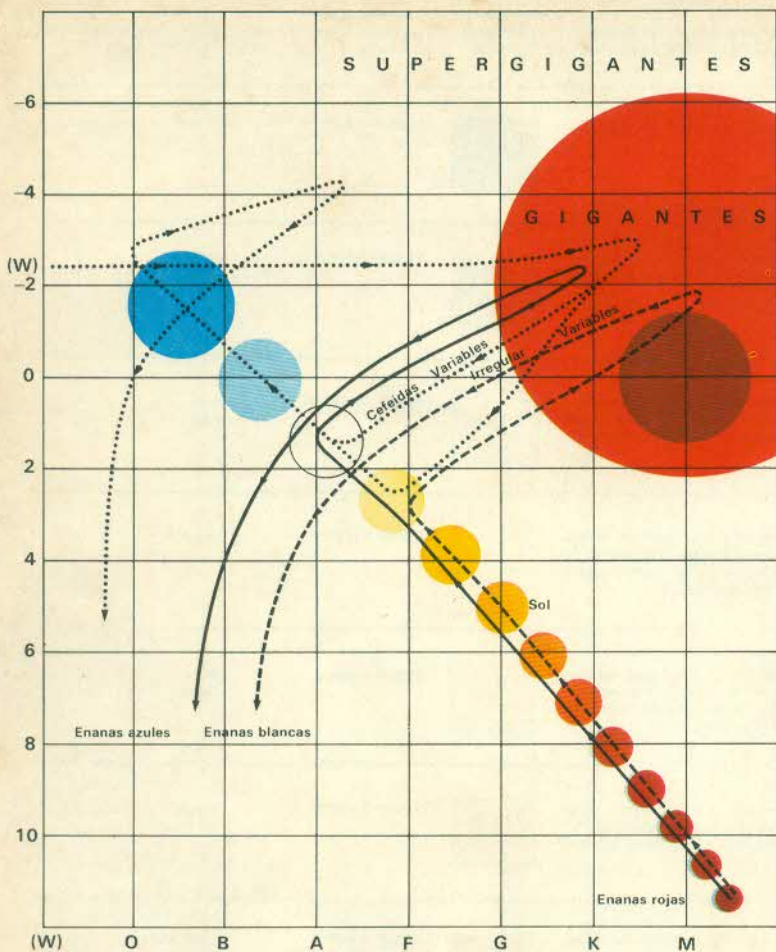
ESPECTROS, TEMPERATURAS Y BRILLOS DE LAS ESTRELLAS NORMALES

Tipo espectral y espectro característico



Átomos que producen las principales rayas del espectro	Color de la radiación principal	Temperatura en la superficie de las estrellas	Luminosidades (magnitudes absolutas) de estrellas tipo
Helio, oxígeno y nitrógeno ionizado		35.000°-40.000° C	λ Cefei -6 $\frac{1}{2}$
Helio neutro; silicio, magnesio, oxígeno y nitrógeno ionizados; algo de hidrógeno		11.000°-35.000° C	γ Orionis y Alcaid -5 -1 $\frac{1}{2}$
Metales (en especial calcio) con rayas intensas; hidrógeno con rayas relativamente débiles		7.500°-11.000° C	Sirio Vega +1 $\frac{1}{2}$ -1 $\frac{1}{2}$
Metales (en especial calcio) que producen rayas débiles; hidrógeno que produce rayas muy intensas		6.000°-7.500° C	Proción 3
Potasio y calcio ionizado; metales no ionizados (rayas relativamente intensas); hidrógeno (rayas débiles)		5.100°-6.000° C	Sol Capella 5 -1 $\frac{1}{2}$
Metales no ionizados y calcio ionizado (rayas intensas); hidrógeno (rayas muy débiles)		3.600°-5.100° C	Arturo 61 Cisne 0 8
Moléculas de óxido de titanio		2.000°-3.600° C	Betelgeuse Antares Muchas otras -3 -4 12 o 13

S U P E R G I G A N T E S



- estrella de rotación lenta
- estrella de rotación rápida
- estrella joven de vida corta

nen menos materia— son las más débiles. Las estrellas de mayor masa —las que tienen más materia— son más brillantes. Y el paso de unas a otras es muy suave y gradual. Sabemos ya que las estrellas de los tipos O y B son en general brillantes, mientras que las de los tipos K y M son casi siempre débiles. Por lo tanto, podemos concluir que las estrellas O y B son, por lo regular, de mayor masa que las K y M.

Como era de esperar, hay algunas excepciones a la regla. Estrellas tales como el “Cachorro” (la compañera de Sirio) son conocidas como *enanas blancas* y no tienen cabida en el esquema general. Son estrellas muy densas, pero muy débiles. Existen también algunas estrellas de pequeña masa que son muy luminosas. Pero lo que tiene más importancia es el hecho de que las estrellas brillantes de los tipos O y B son, normalmente, de mayor masa que las débiles K y M.

Esta relación entre la masa y la luminosidad (o brillo absoluto) es fundamental para comprender la vida y la muerte de las estrellas; también es importante saber la clase de materia que hay bajo la superficie de las estrellas. En las de la serie principal, el hidrógeno es, con exceso, el elemento más abundante, siguiéndole el helio, en proporción parecida a la de aquél.

En efecto, el hidrógeno y el helio juntos constituyen la mayor parte de la masa de las estrellas, estando presentes todos los demás elementos en cantidades muy inferiores. Como ejemplo consideremos el Sol, bastante parecido en este aspecto a cualquier otra estrella de la serie principal. Algo más de un

Este diagrama está dibujado con un reticulado como el de Hertzsprung-Russell. Siguiendo las flechas indicadas encima de cada línea es posible comprender por qué los astrónomos creen en la existencia de tres distintas clases de estrellas, por cuanto se diferencian en su luminosidad y temperatura a medida que envejecen. (Cuanto más arriba más luminosa, y cuanto más a la izquierda más caliente.)

90 % de su masa es hidrógeno y sólo un poco más del 9 % es helio. El resto, un 1 %, está constituido por otros elementos, de entre los cuales el carbono y el nitrógeno son los más importantes.

CÓMO ENVEJECEN LAS ESTRELLAS

A medida que una estrella envejece consume su “combustible” hidrógeno. Al disminuir gradualmente la reserva del mismo la cantidad de helio aumenta por el contrario. Según vimos en el segundo capítulo, hay dos posibles causas de reacciones atómicas para explicar este hecho. La primera reacción produce helio a partir de protones (que son, simplemente, núcleos de hidrógeno). La segunda transforma los núcleos de hidrógeno y de carbono en núcleos de helio y de carbono. En ambos casos se transmutan los átomos de hidrógeno, emitiéndose energía radiante y obteniéndose a la vez átomos de helio. En este sentido podemos considerar al hidrógeno como “combustible” atómico, que se consume constantemente, y al helio como “ceniza atómica”, que queda como residuo después de engendrar energía. El incremento del helio, combinado con la velocidad de rotación de una estrella, influye notablemente sobre el futuro de la misma. Si ésta presenta una rápida rotación todos los átomos pueden removerse profundamente y mezclarse a fondo. Por lo tanto el hidrógeno de la parte exterior circulará hacia las regiones internas, compensando en parte el utilizado en la producción de energía de la estrella, mientras que una cierta proporción de la ceniza de helio interior se verá empujada hacia el exterior. Pero si una estrella gira lentamente, como el Sol, los átomos se mezclarán mucho menos y el helio tenderá a permanecer en las regiones centrales.

Esta concentración de las “cenizas” de helio tiene un importante efecto sobre cuanto sucede dentro de una estrella de

rotación lenta. Puesto que los átomos de helio son más pesados que los de hidrógeno, tienden a impedir el flujo de energía del centro de la periferia de la estrella. Dicho de otro modo, el helio es más opaco a la radiación que el hidrógeno, de donde resulta que la región central de la estrella presentará cada vez más resistencia al paso de las radiaciones. La mayor parte de la energía producida no encontrará pues la manera de salir al exterior con la suficiente rapidez. El centro de la estrella se calentará, con lo cual aumentará la velocidad de las reacciones nucleares, y cuando eventualmente la radiación llegue a la superficie también calentará a ésta. La estrella, por lo tanto, se calienta gradualmente y asciende a lo largo de la serie principal. Empezando como estrella del tipo M, se transforma poco a poco en K, luego en G, y después en F.

Esta parece ser la evolución de la mayoría de las estrellas al envejecer, muy distinta de la imaginada por Henry Norris Russell cuando por vez primera sacó sus conclusiones del diagrama de Hertzsprung-Russell. Hoy en día los astrónomos creen que el Sol ha ascendido a lo largo de la serie principal. Suponen que empezó su vida como una enana del tipo M, hace más de 4.000 millones de años. Desde entonces se ha ido calentando, pasando primero al tipo K y luego al G, donde se encuentra actualmente y donde parece que ha permanecido por lo menos desde hace 500 millones de años.

No resulta muy difícil comprender por qué una estrella asciende por la serie principal desde M a K, luego a G, y más adelante a F. Pero, ¿y qué sucede después? Cuando una estrella llega al estadio F de su evolución la temperatura en su centro llega a ser de más de 20 millones de grados, y a dicha temperatura las reacciones atómicas productoras de energía experimentan un cambio radical. En vez de transformar directamente en helio la mayor parte del hidrógeno, ahora la estrella empieza a producir helio a partir del hidrógeno y el carbono. Este segundo tipo de reacción, denominada *ciclo del carbono*, con-

sume el hidrógeno muy rápidamente. Por lo tanto el futuro de la estrella no sólo dependerá ahora de sus reservas de hidrógeno disponible, sino también de la cantidad de helio que se acumule en sus regiones centrales. Y este último hecho depende de la velocidad de rotación de la estrella.

Los astrónomos han llegado a la conclusión de que una estrella que haya alcanzado la clase F puede proseguir su evolución de dos formas muy distintas. Si gira rápidamente, parte de su helio será eliminado de la región central y circulará hacia el exterior y, además, el hidrógeno de las capas periféricas será llevado a la región central, donde tienen lugar las reacciones atómicas. Una estrella de esta clase continuará aumentando su luminosidad hasta llegar al tipo A.

En cambio si la estrella gira lentamente, como ocurre con el Sol, el ciclo del carbono dará lugar a una rápida combustión del hidrógeno en las regiones centrales y a un notable incremento del porcentaje de helio. Entonces parte de la energía continuará fluyendo hacia el exterior de la estrella y la región central llegará a alcanzar una temperatura estable y permanente. Se consumirá más hidrógeno y la parte central disminuirá de volumen, y mientras dure esta reducción las zonas periféricas de la estrella comenzarán a expansionarse. Sus radiaciones comenzarán a llegarnos procedentes de una inmensa superficie a temperatura no demasiado elevada. Es decir, la estrella se habrá convertido en una gigante roja. A medida que transcurra el tiempo habrá menos hidrógeno disponible y toda la estrella experimentará una contracción.

Durante el período de gigante roja ocurren otras reacciones, que pueden tener lugar a temperaturas inferiores, pues se produce helio cuando el hidrógeno reacciona con átomos de berilio, boro y litio. Puesto que la estrella gira lentamente y sus elementos no están bien mezclados, dichas reacciones se efectúan a velocidad variable. En consecuencia la estrella cambia de brillo de vez en cuando y se convierte

en una de las denominadas *variables*. Muchísimas de éstas tardan de tres meses a dos años en completar su ciclo de luz luminosa a débil y de nuevo a luminosa, y tales estrellas se clasifican como *variables de largo período*. A medida que se consume cada vez más hidrógeno, la radiación estelar puede llegar a variar más rápidamente y el ciclo a durar sólo unas pocas horas. Estas *variables de corto período* se conocen con el nombre de Cefeidas, pues la primera de ellas fue descubierta en la constelación de Cefeo. Existen otras variables de corto período denominadas RR Lyrae. Cuando una gigante roja envejece aún más puede convertirse en una variable RR Lyrae antes que en una Cefeida.

Por el momento podemos decir que una estrella de pequeña velocidad de rotación ha tenido una vida muy agitada. Después de ascender por la serie principal de M a F se convirtió en una gigante roja y, probablemente también, en una variable de largo período. Luego se transformó en estrella variable de corto período, más pequeña pero aún bastante brillante. La estrella de gran velocidad de rotación ha tenido en comparación una vida muy tranquila, remontándose lentamente por la serie principal desde M a K, G, F y A. Pero ahora surge una nueva pregunta para ambos grupos de estrellas: ¿Qué sucede después? Los dos grupos han consumido ya prácticamente su hidrógeno y se están acercando a las últimas etapas de su vida. ¿Podemos decir con exactitud cuáles son estas etapas? Aunque es imposible tener una completa seguridad de cuáles serán, los astrofísicos creen que pueden reducir todas las posibilidades a las tres respuestas más probables. Una de ellas es que la estrella, habiendo consumido casi todas sus reservas de hidrógeno, empieza a encogerse muy rápidamente. Esto ocurre porque es insuficiente la radiación producida en el interior de la estrella, radiación que ejerce una presión hacia el exterior que debería equilibrar a la fuerza gravitatoria. Ahora la estrella empieza a desplomarse hacia

su interior, cuando sus regiones centrales están constituidas por núcleos de helio y de otros átomos muy juntos. En estas condiciones la radiación del interior de la estrella no puede escapar hacia la superficie, y sólo la engendrada cerca de la superficie puede ser emitida al espacio. La estrella es ahora un cuerpo denso y relativamente débil, pero de bastante masa, que emite luz blanca o casi azulada. Se ha transformado en una enana blanca y se encuentra en la parte inferior de la región central del diagrama de Hertzsprung-Russell.

La segunda posibilidad es que la estrella continúe debilitándose y encogiéndose hasta que deje de brillar por completo. Las regiones centrales están ahora constituidas por átomos despojados de sus electrones y fuertemente apretados —“materia degenerada”—, que no pueden emitir radiación. La estrella está completamente muerta. Probablemente las enanas blancas también terminan su vida de esta manera. Existe todavía una tercera posibilidad. Supongamos que una estrella esté envejeciendo a la vez que disminuyendo de tamaño y cuyos elementos constituyentes se encuentren muy poco mezclados y que, por alguna razón, en un momento determinado llegue una gran cantidad de hidrógeno a las regiones centrales.

Cuando esto suceda la radiación estelar experimentará un terrible incremento, de tal forma que la fuerza expansiva de la radiación la hará estallar como un gran globo de brillante gas. Tal estrella explosiva aumenta rápidamente su luminosidad de una forma increíble. Si dicha luminosidad aumenta unas 10.000 veces (10 magnitudes) la estrella se denomina *nova*, o estrella nueva. Probablemente la estrella era demasiado débil para ser observable a simple vista, y con la explosión aparece brillante en el cielo nocturno como una nueva estrella. Si la explosión es de tal magnitud que la luminosidad de la estrella llega a ser fantástica, la estrella se denomina *supernova*. Mientras que una nova puede ser de 10.000 a 160.000 veces

más brillante que el Sol, una supernova puede sobrepasar la luminosidad del Sol en 10 ó más millones de veces.

Una supernova indica al parecer que ha ocurrido la total explosión de una gran proporción de la materia estelar, pero tales explosiones son bastante raras. En los últimos mil años sólo se han observado tres en nuestra Galaxia. La primera de ellas, observada el año 1054 d. C., es visible ahora mediante el telescopio como una nube gaseosa en expansión. Se la conoce con el nombre de nebulosa del Cangrejo. Otra supernova apareció en la constelación de Casiopea en 1572, y una tercera en la de Sagitario en 1904. Las novas son menos raras, y desde 1918 se han descubierto algo más de media docena. Ninguna de ellas puede observarse en la actualidad a simple vista. Después de experimentar una explosión tipo supernova, la estrella disminuye de tamaño y "muere", pues ha consumido toda su energía y su centro es una masa de materia degenerada. En cambio, después de la explosión de una nova, mucho menos destructora, la estrella pierde sólo su luminosidad pero puede tener todavía reservas suficientes como para reaparecer de nuevo después de algún tiempo.

Hasta ahora hemos seguido la evolución de la vida de las estrellas a lo largo de la serie principal desde el tipo M hasta el F o el A, viendo su transformación en gigante roja y en enana blanca. También hemos visto cómo las estrellas pueden acabar su existencia. Pero todavía no hemos dicho nada con respecto a las estrellas de los tipos O y B. ¿Es que son distintas de las demás estrellas? Los astrofísicos creen que lo son, que de muy jóvenes están constituidas por elementos perfectamente mezclados que irradian energía en proporciones inmensas. Tales estrellas presentan una gran masa, y se cree que tienen una zona central rodeada de una grandiosa atmósfera que irradia brillantemente. En efecto, su espectro indica claramente una envolvente luminosa de gas que rodea la zona central. Algunas de estas estrellas presentan una envolvente

tan excepcional que sus espectros están constituidos, principalmente, por rayas brillantes producidas por el luminoso gas. Tales estrellas fueron descubiertas en 1867 por dos astrónomos franceses, G. Wolf y G. Rayet, y se les denomina *estrellas de Wolf-Rayet*. (A veces también se las clasifica como estrellas W.) Dichas estrellas, cuya vida es probablemente 10 veces más corta que la del Sol, pueden empezar a existir como enormes cantidades de gas que se comprimen rápidamente dando lugar a las gigantes rojas. El ciclo del carbono no empieza probablemente en estas estrellas hasta concluir la etapa de gigante roja. Esto indica que se encuentran en la parte superior de la serie principal, como tipos A o F.

Luego, desprendiendo energía a raudales, pasan de A a B y a O. En esta etapa brillan con una intensa luz azulada y presentan elevadas temperaturas superficiales. Hasta experimentar este cambio no empiezan a contraerse y a debilitarse, hasta que al fin mueren. Según parece, para llegar a la parte superior de la serie principal la estrella debe estar muy avanzada en la lista, ya sea como A o F, o G, pero de ninguna manera como K o M.

Los astrofísicos dudan de si son correctas estas ideas sobre la evolución de las estrellas. Sin embargo se puede decir en su favor que por lo menos relacionan todas las distintas clases de estrellas observables en el esquema general, recurriendo a las reacciones nucleares para explicar por qué emiten radiaciones y cómo cambian a medida que envejecen. Al propio tiempo dan razón de la relación entre la masa y la luminosidad de una estrella.

EL NACIMIENTO DE LAS ESTRELLAS

Hay otra importante cuestión que aún no hemos mencionado: el origen de las estrellas. ¿Cómo nacen? De nuevo,

nadie está seguro de la respuesta, pero parece ser que las estrellas se forman a partir del gas presente en una galaxia. En el primer capítulo vimos que dicho gas puede observarse como enormes nubes denominadas nebulosas, siendo unas oscuras y otras brillantes y luminosas, extendiéndose todas ellas sobre grandes superficies. El gas, tenuemente distribuido, empieza a brillar por efecto de la radiación de las estrellas de los tipos O y B que están sumergidas en él y que, como acabamos de ver, son estrellas jóvenes. Esto parece indicar que hasta cierto punto las estrellas jóvenes están asociadas a nebulosas. Las nebulosas del Cisne y de Sagitario son buen ejemplo de lo dicho.

Un detenido estudio de algunas fotografías de nebulosas bastante próximas, tales como la magnífica de la "espada" de Orión, indica que contienen muchos "glóbulos" oscuros de gas más concentrado. Algunos astrofísicos opinan que en la actualidad estas estrellas supergigantes se encuentran en proceso de formación. Por lo tanto, posiblemente las estrellas O y B de las nebulosas también se formaron de esta manera. Primero debieron de tomar el aspecto de manchas densas, que después, cual globos gaseosos, se concentraron alrededor de su núcleo central. Cuando se hubieron contraído ya lo suficiente para comprimir sus átomos centrales, iniciando el ciclo del carbono, empezaron a brillar como estrellas. A medida que iban adquiriendo luminosidad hasta hicieron notar su presencia en toda la nebulosa que comenzó a brillar por sí misma debido a la gran cantidad de radiación que aquéllas liberaban. Esta puede ser, por consiguiente, la manera como se originaron las estrellas gigantes y supergigantes. Pero, ¿y las restantes estrellas, se formaron de modo similar?

Para las estrellas más normales, tales como el Sol, la materia prima es probablemente este gas esparcido por el espacio interestelar que se extiende a lo largo de nuestra Galaxia. Dicho gas se compone fundamentalmente de hidrógeno, a la

vez que de otros elementos ligeros, y es tan poco denso que por término medio no contiene más de un átomo por centímetro cúbico, en comparación con los miles de millones que hay en un centímetro cúbico de hierro metálico. No obstante, nuestra Galaxia ocupa un número de centímetros cúbicos tan enorme que el número total de átomos bastaría para formar millones de estrellas.

Como es de suponer, este gas no se encuentra uniformemente distribuido por toda la Galaxia. En algunas regiones constituye porciones de cierta densidad a las que denominamos nebulosas; en otras partes está esparcido sólo muy tenuemente, de modo que somos incapaces de verlo, y únicamente conocemos su existencia gracias a las ondas radioeléctricas que emite —y que son registradas por los radiotelescopios—.

Además de este gas interestelar, también hay “polvo” interestelar en nuestra Galaxia. Este polvo no se encuentra en tan gran cantidad como el gas, ni mucho menos, y presenta una composición algo misteriosa. Puede que contenga cristales de hielo u otras sustancias. De todos modos, la mayor parte de las partículas de polvo son pequeñas, aunque algunas lleguen a tener hasta varios metros de diámetro. Dichas partículas de polvo producen dos efectos diferentes, observables desde la Tierra. En primer lugar, dispersan la luz azulada, lo cual hace que las estrellas lejanas parezcan más rojas de lo que son en realidad, de la misma manera que el polvo de nuestra atmósfera hace que a menudo el Sol parezca una especie de globo rojo proyectándose sobre el cielo. Además, las nubes de polvo pueden verse a menudo en la Vía Láctea en forma de nebulosas oscuras. (Como ejemplo, citemos la nebulosa Cabeza de Caballo y la nebulosa Saco de Carbón.) Esto demuestra que, como el gas interestelar, no está uniformemente distribuido por todo el espacio.

Por lo tanto, el polvo y el gas aparecen más concentrados en unas regiones que en otras, y los astrofísicos creen que

las estrellas se empezaron a formar en tales regiones más densas. Nuestra propia estrella, el Sol, se formó según un proceso similar de concentración de gas en forma de globo, calentándose y empezando a emitir radiaciones producidas por reacciones nucleares.

Hay nueve planetas y un enjambre de asteroides girando continuamente alrededor del Sol. Ahora debemos preguntarnos si también estos cuerpos se formaron a partir del gas y del polvo interestelares de una manera parecida a la de las estrellas. Algunos astrofísicos opinan que el sistema solar se produjo a su vez a partir de la materia del Sol después de que éste llegó a ser estrella. Otros creen que los planetas son condensaciones de pequeñas porciones de gas y polvo interestelares, "residuos" de la formación del Sol. De todos modos, ambas teorías aceptan la idea de que el Sol se formó antes que los planetas.

Ciertos intentos para explicar la formación del Sol y de los planetas requieren la presencia de una estrella "intrusa". Algunos científicos han sugerido que una segunda estrella se acercó mucho al Sol, rozándolo al pasar. Otros han supuesto una colisión con alguna estrella. En cualquiera de los casos se habrían liberado grandes cantidades de gas, que se concentrarían en gigantescas "gotas", que con el tiempo se condensarían y se convertirían en planetas.

Una teoría presenta al Sol y a otra estrella como constituyentes de un sistema binario. Una explosión tipo nova de la compañera del Sol puede haber disgregado dicho sistema, habiéndose formado los planetas de la parte de gas que quedó junto al Sol. Y, todavía, la compañera del Sol pudo haber chocado con una tercera estrella. En este caso, también habrían quedado suficientes residuos gaseosos como para constituir los planetas.

Todas estas teorías suponen que el Sol experimentó un enorme cataclismo tal como un choque, o que, por lo menos,

se encontraba muy cerca del lugar donde tal suceso ocurrió. Sin embargo, cada vez mayor número de astrofísicos prefieren la hipótesis de que los planetas y el Sol se condensaron de la misma masa de gas y polvo interestelares. Son complicados los detalles de cómo pudo haber sucedido, y no es necesario que profundicemos en su conocimiento. La teoría se apoya fundamentalmente en dos razones: 1) la radiación que emitía el Sol en los albores de su existencia; 2) el hecho de que pequeños trozos de hielo y de amoníaco sólido pudieran actuar como centros, alrededor de los cuales la materia arrojada por el Sol llegara a condensarse, mediante reacciones nucleares, en forma de átomos densos. Esta teoría ha permitido a los astrofísicos explicar por qué los distintos planetas, situados a diferentes distancias del Sol, están constituidos por diversas sustancias. Sugiere a la vez una explicación de cómo se formaron gradualmente las moléculas que constituyen los seres vivos.

Sea cual sea la verdadera explicación de la formación de las estrellas y los planetas, parece bastante lógica la idea general de que se desarrollaron a partir del polvo y del gas interestelares y de que el sistema solar no pudo existir antes de que se formara el Sol. Sabemos con certeza que el gas y el polvo interestelares se encuentran en nuestra Galaxia, y cuando estudiamos otras galaxias registramos el gas y el polvo que existe entre sus estrellas. Todo cuanto imaginemos sobre el origen de este gas y de este polvo, y de cómo se formaron las mismas galaxias, depende de nuestra propia interpretación de la totalidad del universo.

Gran Galaxia en Andrómeda.

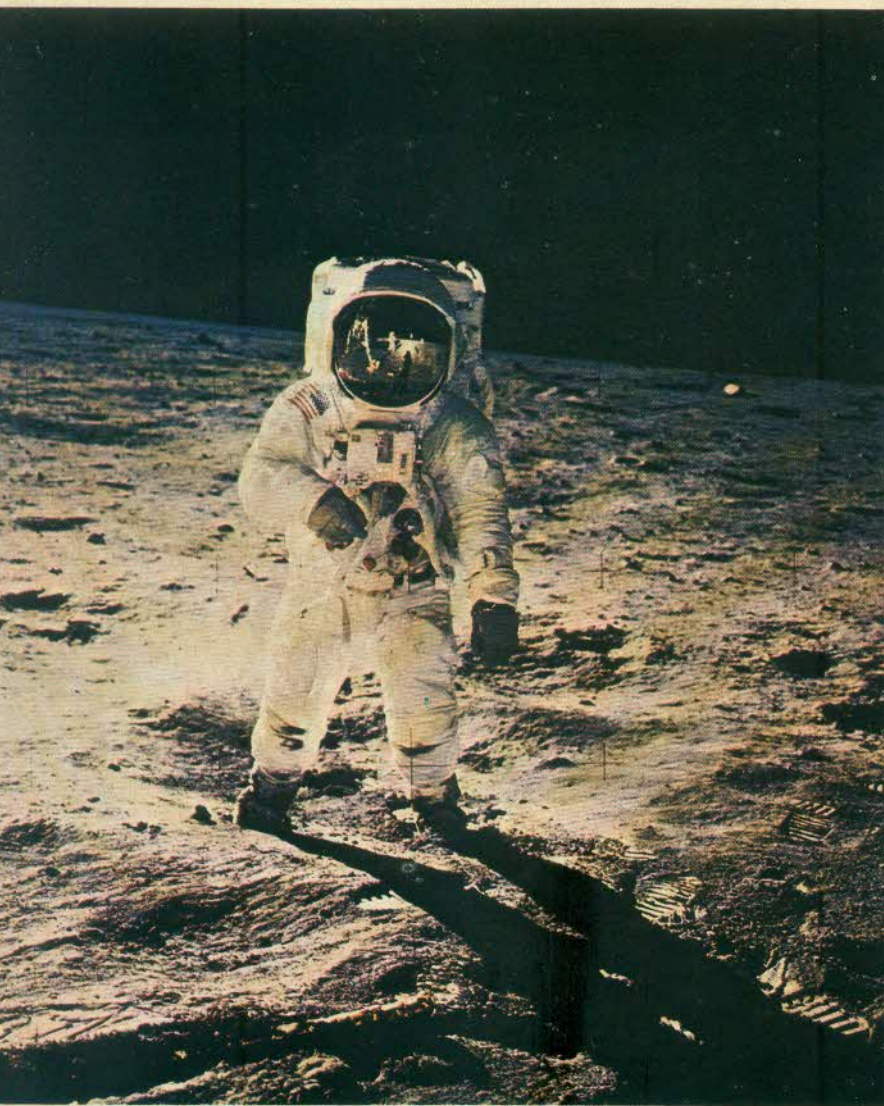




Galaxia en la constelación del Cisne.



Galaxia en Escultor.



El astronauta Edwin Aldrin, fotografiado por su compañero Neil Armstrong, durante la estancia de ambos sobre el suelo lunar, el 20 de julio de 1969.

ALGUNAS TEORIAS SOBRE EL UNIVERSO

Sin el auxilio de un telescopio, nunca podremos ver más que una pequeña porción de nuestra Galaxia. En cambio, mediante los grandes telescopios ópticos y radiotelescopios es posible observar miles de galaxias, algunas tan alejadas de nosotros que las cifras que expresan sus distancias carecen de significado para la mayoría de los humanos. Así y todo, los astrónomos han penetrado sólo un poco en la totalidad del universo. Este es tan extenso que no podemos formarnos una idea de su tamaño y disposición comparado con los tamaños de las estrellas y las distancias que separan a las mismas. Las estrellas son demasiado pequeñas e insignificantes. Debemos pensar en galaxias individuales y en las distancias entre éstas.

Afortunadamente, podemos fotografiar muchas galaxias, en particular las más cercanas. Y tal como indicamos en capítulos anteriores, a través de ellas aprendemos muchas cosas: las distancias, los tipos de estrellas que contienen y las velocidades a que cada galaxia se aleja de nosotros. Estudiemos con más detalle estos enormes conglomerados de estrellas para tratar de comprender la totalidad del universo.

Parece ser que existen dos clases principales de galaxias: *elípticas* y *espirales*. Las espirales presentan una densa parte central de forma esferoidal (el núcleo) y unos brazos que se desarrollan a su alrededor en espiral. Muestran el aspecto de

gigantescas ruedas de artificio. Por el contrario, las galaxias elípticas carecen de brazos en espiral. También se diferencian de las espirales en otro aspecto: parece ser que carecen de polvo y gas o, por lo menos, los contienen en muy pequeña cantidad. Las espirales son de muy diversos tamaños, pero normalmente llegan a contener una cantidad de materia equivalente a unos 2.000 millones de veces la masa del Sol. La mayor parte de esta materia constituye las estrellas de la galaxia, la restante consiste en gas y polvo esparcidos entre las estrellas, en la proporción de nueve veces de gas por cada una de polvo.

En el capítulo primero ya dijimos que nuestra Galaxia es una espiral en rotación. Las demás espirales giran de forma parecida, con las regiones exteriores moviéndose mucho más despacio que el denso grupo de estrellas de su parte central. Por ejemplo, en la galaxia de Andrómeda el conjunto de estrellas que constituye la parte interior de su núcleo realiza un giro en medio millón de años, mientras que la parte exterior del mismo lo hace en 20 millones de años. Las regiones más exteriores de los brazos en espiral se encuentran a tal distancia del núcleo que su período de rotación debe ser de centenares de millones de años.

A primera vista parece fácil deducir el sentido de rotación de una galaxia, y saber si los brazos se desarrollan en el mismo o contrario sentido de la rotación, pero en realidad casi siempre resulta muy difícil de determinar. Podemos darnos cuenta de la dificultad si consideramos tres galaxias espirales situadas de forma diferente, de modo que veamos a cada una de ellas desde un ángulo distinto. Mirando la primera, se nos presenta como una rueda de artificio; la segunda la vemos de canto, y la tercera la observamos bajo un ángulo tal que parece inclinarse hacia nosotros.

La primera no nos suministra ninguna referencia para determinar el sentido de su rotación. Aunque vemos sus brazos

desarrollándose en el espacio, no somos capaces de registrar ningún movimiento. Para conseguirlo tendríamos que observar parte de su rotación, pero tardaríamos por lo menos un cuarto de millón de años en reconocerla, por lo cual aún no ha habido tiempo para hacer las observaciones necesarias. La segunda, que vemos de canto, es más prometedora. Podemos deducir su sentido de rotación observándola mediante un espectroscopio y midiendo el corrimiento de sus rayas espectrales (pág. 65). Como la vemos de canto, no podemos saber de qué modo se desarrollan sus brazos en espiral; por lo tanto, aunque sabemos el sentido del movimiento de la galaxia, nos es imposible deducir si los brazos se desarrollan en el sentido de la dirección de giro o en sentido contrario. En teoría, pueden hacerlo en uno cualquiera de los dos.

La única oportunidad de conseguir la necesaria información radica en la tercera galaxia, la que parece inclinarse hacia nosotros. Podemos estudiarla con un espectroscopio y evaluar su rotación, y en este caso también observamos sus brazos. Pero antes de saber si los brazos están o no adelantados con respecto a la dirección de giro, es necesario que conozcamos de qué modo está inclinada la galaxia con respecto a nosotros. No es fácil de hacer esto, aunque el problema ha sido resuelto en una docena de galaxias espirales al estudiar la banda de polvo que se proyecta sobre su centro. Como el polvo absorbe la luz de detrás sabemos que dicha banda absorbente tiene que estar situada en el lado de la galaxia que está más cerca de nosotros. En el diagrama podemos ver que el lado A es el más cercano y que los brazos van retrasados. Así ocurre en todas las galaxias que se han observado de este modo. Puesto que los brazos de las galaxias espirales están retrasados, muestran una tendencia a enrollarse gradualmente alrededor del núcleo.

Las galaxias espirales parecen presentar unas dimensiones muy variadas. Algunas de las más pequeñas son de unos

30.000 años-luz de diámetro, mientras que las mayores tienen diámetros de hasta 120.000 años-luz. A esta escala de tamaños nuestra Galaxia, con un diámetro de 100.000 años-luz, es una galaxia grande. También se diferencian con su luminosidad, según el número de estrellas y nebulosas brillantes que contienen. De las mediciones que podemos efectuar se desprende que las magnitudes absolutas de la mayoría de las galaxias espirales oscilan entre -15 y -19 . Tendremos una idea de lo que esto representa al imaginar la luminosidad que presentaría la galaxia de Andrómeda si "sólo" estuviera a 33 años-luz de nosotros —más o menos entre las estrellas Vega y Arturo—. ¡A esta distancia sería 600 veces más brillante que la Luna llena! Es evidente que las galaxias espirales son unos objetos muy brillantes del espacio, aunque nos parezcan débiles a causa de la gran distancia que las separa de nosotros.

Las fotografías espirales muestran una gran variedad de tipos, y los astrónomos las han dividido en dos grupos principales: *espirales normales* y *espirales barradas*. En cuanto al tipo de espiral normal como nuestra Galaxia y la galaxia de Andrómeda, el núcleo tiene forma redondeada u ovalada, pero una espiral barrada presenta un núcleo que se prolonga hacia el exterior adquiriendo el aspecto de una larga barra. Los astrónomos también han dividido cada uno de estos dos grupos principales en tres subgrupos: *a*, *b*, y *c*. El grupo *a* contiene las galaxias cuyos brazos en espiral rodean al núcleo muy apretadamente. Las espirales del grupo *b* presentan los brazos algo más separados (como en la galaxia de Andrómeda y en la nuestra). Las espirales del grupo *c* tienen los brazos muy separados del núcleo. Si designamos las espirales normales mediante una *S* y las barradas con *SB*, denotaremos los distintos subgrupos por *Sa* y *SBa*; *Sb* y *SBb*; *Sc* y *SBc*. La galaxia de Andrómeda se clasifica como una *Sb*, mientras que la rueda de arteificio de la Osa Mayor es del tipo *Sc*, y la espiral barrada de la constelación del Eridano es del tipo *SBb*.

Parece ser que las galaxias elípticas carecen de brazos por completo. En efecto, no presentan un "borde" definido ni aparecen cantidades de polvo y gas suficientemente grandes como para que las podamos detectar. Todavía difieren de las espirales en otro aspecto: las elípticas presentan una forma variable, siendo algunas globulares o esferoides mientras que otras aparecen muy elipsoidales. Las globulares se designan como galaxias del tipo *E₀*, mientras que las más ovaladas como del tipo *E₇*. Los números comprendidos entre el 0 y el 7 indican cuán globulares o elipsoidales son estas galaxias. El que el valor *E₇* sea el límite de la forma elipsoidal es un hecho inesperado. Los astrónomos creyeron al principio que a medida que examinaran más y más galaxias llegarían a encontrar elípticas tan achatadas que se confundirían con las espirales y que necesitarían números posteriores al 7 para describir tales galaxias. Pero esto no ha sido preciso y nunca se ha observado una galaxia más ovalada o achatada que las del tipo *E₇*.

La distinción entre los tipos *E₀*, *E₁*, *E₂*, etc., sólo estriba en la diferencia de sus formas. El estudio de los espectros de las galaxias elípticas indica que la velocidad de rotación es mayor a medida que aumenta su achatamiento. Observadas a través de un telescopio, las galaxias elípticas parecen menores que las espirales. Pero cuando se fotografían con mucha exposición, y se examinan las placas con un microscopio y un fotómetro, resulta que se extienden en el espacio mucho más de lo que parece con la observación visual. Los resultados de tales mediciones muestran que las galaxias elípticas son de tamaño similar a las espirales, aunque no tienen la misma luminosidad.

Durante los últimos doscientos años varios astrónomos han confeccionado catálogos de nebulosas y galaxias. El primero en hacerlo fue el francés Charles Messier, que publicó su catálogo en 1784 con objeto de que no se confundieran tenues nebulosidades y débiles galaxias con los cometas, pues un

cometa aparece como una tenue e irregular mancha luminosa si lo observamos con el telescopio antes de que se haya formado su cola. El primer catálogo reseñaba las posiciones de 53 nebulosas y 50 galaxias, a cada una de las cuales se le asignó su número de catálogo, desde el 1 hasta el 103. Algunas de las galaxias más luminosas se designan por su *número de Messier*—M 31 es la galaxia de Andrómeda, M 101 la espiral Sc de la Osa Mayor, y así sucesivamente—. En los cien años que siguieron a la publicación del catálogo de Messier aparecieron otros, uno de ellos debido a Sir William Herschel, el descubridor del planeta Urano, y a su hijo Sir John Herschel. En 1890, estos dos catálogos y varias listas preparadas por otros astrónomos fueron refundidas por J. L. E. Dreyer en el denominado *New General Catalogue*. Las galaxias en él catalogadas se designan por su número NGC. Esto hace que algunas galaxias tengan simultáneamente un número M y otro NGC. La galaxia de Andrómeda, por ejemplo, se designa M 31 y NGC 224. El *New General Catalogue* contiene muchas más galaxias que el de Messier, y aún se ha incrementado el total de las galaxias clasificadas con la publicación posterior de los dos *Index Catalogues*, que han dado lugar a los números IC.

En resumen se han catalogado más de 12.000 galaxias, algunas de las cuales tienen tres números distintos: M, NGC e IC. Sin embargo con ello sólo se ha reseñado un pequeño porcentaje de la totalidad de las galaxias descubiertas. Si examinamos estos catálogos observamos que en ellos figura un mayor número de galaxias espirales que elípticas; pero esto no significa forzosamente que las elípticas sean menos frecuentes que las espirales. Las elípticas son más débiles que las espirales, y puede muy bien suceder que veamos menor número de ellas porque son demasiado débiles para percibir las, en particular las que se encuentran en las partes más distantes del universo.

Además de las galaxias elípticas y espirales existe un tercer tipo, que es menos frecuente, excepto entre las galaxias más

pequeñas. Las de dicho tipo parecen carecer de forma regular, de estructura propia y, generalmente, de núcleo. A este tipo de galaxias se las denomina *irregulares*, y a todas las que no pueden clasificarse como elípticas o espirales se las llama de este modo. Las mayores galaxias irregulares sólo constituyen un dos o tres por ciento de las observadas. Las dos mejor conocidas de este tipo son las Nubes de Magallanes, si bien algunos astrónomos prefieren considerarlas espirales barradas. Aunque puede discutirse la clasificación exacta de las Nubes de Magallanes, la verdad es que presentan una forma muy irregular, apareciendo como trozos desgajados de la Vía Láctea.

El estudio de las galaxias, incluida la nuestra propia, ha conducido a los astrónomos a clasificar las estrellas en dos categorías: *Población I* y *Población II*. La Población I contiene brillantes estrellas azules de los tipos O y B, tales como las que constituyen los cúmulos abiertos de las Pléyades y las Híades, y todos aquellos objetos estelares, *incluido* el polvo interestelar, que se hallan en los brazos espirales de las galaxias S y SB. La Población II contiene todos los tipos de estrellas que se encuentran en los núcleos de las galaxias espirales y elípticas y también en los cúmulos globulares que envuelven a las espirales. Estas "poblaciones" fueron sugeridas por el astrónomo americano Walter Baade después de estudiar las fotografías de galaxias obtenidas con el reflector de 5 metros de monte Palomar. La Población II no contiene ninguna estrella brillante azul o blanquiazul, y las gigantes que contiene son rojas. En la Población I sucede lo contrario, siendo las más brillantes estrellas gigantes y supergigantes azules o blanquiazules.

De acuerdo con el desarrollo de la evolución estelar que hemos expuesto en el capítulo anterior, vimos que las gigantes y supergigantes O y B eran probablemente estrellas jóvenes que consumían rápidamente su hidrógeno. Habíamos llegado también a la conclusión de que la etapa de gigante roja co-

rrespondía a la vejez en la vida de una estrella. Si estas consideraciones son correctas la Población I contiene estrellas jóvenes (gigantes y supergigantes O y B) y la Población II está constituida por estrellas viejas (gigantes rojas). No sólo hay una total ausencia de estrellas jóvenes en la Población II, sino que tampoco aparece polvo interestelar a su alrededor, material del que nacen las estrellas. Todo ello conduce a la conclusión de que las estrellas de la Población II son mucho más viejas que las de la Población I.

LA VIDA Y LA MUERTE DE LAS GALAXIAS

El conocimiento de que las dos poblaciones estelares tienen distinta edad es muy importante cuando pasamos a considerar el origen de las galaxias y su evolución. ¿Cuáles existieron primero, las espirales o las elípticas? Hasta el descubrimiento de las Poblaciones I y II de Baade, la mayoría de los astrofísicos creían que las galaxias empezaban siendo elípticas de forma globular (E₀) y que más adelante evolucionaban de E₁ a E₇, a medida que envejecían, transformándose después en espirales S o SB. A partir del descubrimiento de Baade sabemos que sólo son espirales las galaxias con polvo y gas y que presentan en sus brazos estrellas jóvenes de los tipos A y B. De aquí se desprende que sólo las galaxias que contienen estrellas jóvenes son recientes a su vez.

El nuevo modelo de la evolución de una galaxia es que ésta comienza como una masa informe de polvo y gas en rotación y también, más adelante, de estrellas. A medida que gira nuevas estrellas se van formando en las regiones más exteriores de la galaxia. Esta es la razón por la cual la mayoría de las gigantes y supergigantes O y B se observan en los brazos de las espirales. Al proseguir la rotación de la espiral —ya sea ésta normal S o barrada SB— con los brazos siguiéndola en su mo-

vimiento, éstos van arrollándose cada vez más cerca del núcleo. De esta manera la espiral pasa del tipo Sc o SBc, con los brazos muy poco arrollados, a la clase siguiente Sb o SBb, con los brazos algo más arrollados al núcleo. La continuada rotación de la galaxia hace que los brazos se cierren aún más, aumentando el tamaño del núcleo, y pasamos a los espirales del tipo Sa o SBa.

Cuando alcancen esta etapa la mayor parte de las gigantes y supergigantes O y B habrán consumido su hidrógeno y se habrán transformado en estrellas más débiles. Las que aún brillen serán muy viejas y la galaxia estará en vías de convertirse en un conglomerado de estrellas de la Población II. Cuando por fin los brazos están completamente enrollados en la parte central, de la galaxia sólo quedará un núcleo ovalado. Este continuará girando con bastante rapidez, pero la galaxia se habrá transformado en una elíptica del tipo E7. A medida que envejece su velocidad de rotación va disminuyendo constantemente y su forma es cada vez más esferoidal. Finalmente se convierte en una galaxia completamente globular, del tipo Eo. ¿Pero, qué sucede después? Nadie lo sabe y tampoco se ha llegado a dar una explicación aceptable. Todo lo que podemos afirmar es que probablemente las estrellas envejezcan y, por lo tanto, también las galaxias Eo, hasta que las estrellas degeneren y la galaxia se derrumbe para dar lugar a una bola de materia densa y degradada.

No todos los astrofísicos están de acuerdo con este esquema de la evolución de las galaxias. El problema estriba en que tratamos de imaginar algo que ya dura desde hace millones de años. Además, tal vez haya más de dos poblaciones estelares. Si es así, es posible que tengamos que revisar nuestro esquema de la evolución de las galaxias. Sin embargo, actualmente, los datos que poseemos parecen sugerir que una galaxia empieza su existencia como una espiral abierta y la termina como una elíptica globular. Mejor podemos preguntar-

nos de dónde proviene en principio la materia y cómo empezó la existencia de la galaxia en forma de espiral abierta. Tampoco han dado los astrónomos una contestación definitiva, aunque al estudiar las distancias y los movimientos de las galaxias sea posible formarnos una idea de cómo fue el "principio" del universo y hacer algunas predicciones para el futuro. Pero con el actual nivel de nuestros conocimientos sólo puede tratarse de hipótesis de trabajo.

Para iniciar la resolución de estos problemas tenemos que empezar por preguntarnos a qué distancia de nosotros están las galaxias. En el capítulo tercero vimos que al utilizar el diámetro de la órbita terrestre como base de un triángulo podíamos medir la distancia de las estrellas situadas hasta unos 325 años-luz. Puesto que las galaxias se encuentran a distancias mucho mayores que éstas, debemos recurrir a un método diferente para llevar a cabo dichas mediciones. Las estrellas variables tipo cefeida, muchas de las cuales son lo suficiente luminosas como para ser observadas en otras galaxias, resuelven nuestro problema. Las variables cefeidas, según vimos en el último capítulo, toman su nombre de la estrella δ (delta) Cephei y presentan una variación rápida y regular en la cantidad de luz que emiten. Su importancia radica, en cuanto se refiere a su aplicación a la determinación de las distancias de las galaxias que las contienen, en que existe una definida relación entre su período de variación y su magnitud absoluta. En una cefeida, a medida que el período es más corto, más débil aparece. Por ejemplo, la estrella Polar, con un período de 3 días 22 horas, es más débil que δ Cephei con un período de 5 días 9 horas, y la misma δ Cephei es más débil que β (beta) Doradus, que tarda 9 días 20 horas en completar su ciclo, desde su mayor luminosidad a la menor y de nuevo su máxima luminosidad. Si podemos medir el período de variación de una cefeida, deduciremos su magnitud absoluta. Si a continuación medimos su magnitud aparente podremos deducir la distancia a que se encuentra.

Puesto que las cefeidas son visibles en las galaxias más cercanas, es posible obtener las distancias de dichas galaxias mediante observación directa. No obstante, recientes estudios de estrellas variables realizados por Walter Baade en los Estados Unidos y Andrew Thackeray en Sudáfrica, han demostrado que los valores de tales distancias admitidos para las galaxias deben ser revisados y que son, por lo menos, dos veces mayores de lo que inicialmente suponían los astrónomos. Ahora creemos que la galaxia de Andrómeda, por ejemplo, está a dos millones de años-luz de nosotros, mientras que al principio se suponía que estaba a menos de la mitad de dicha distancia. La razón para este cambio estriba en que Baade y Thackeray han observado que la antigua escala de luminosidad-período de variación de las cefeidas no se ajusta a otras variables de corto período, que difieren de las cefeidas en un punto muy importante. Estas estrellas, denominadas variables RR Lyrae, son más débiles en los períodos de variación cortos que los que correspondería si fuesen cefeidas. Por ejemplo, una RR Lyrae con el mismo período que una cefeida de corto período, digamos de medio día, sería aproximadamente una y media veces más débil. Esto llevó consigo que cuando se efectuaron observaciones de la galaxia de Andrómeda (M 31), no se vio ninguna RR Lyrae, aunque debieran haberse visto si la distancia que nos separaba de ellas hubiese sido de sólo tres cuartos de millón de años-luz. Al considerar las variables RR Lyrae observadas en las Nubes de Magallanes, Baade y Thackeray han demostrado que deben incrementarse los antiguos valores de las distancias de M 31 y de otras galaxias.

Muchas galaxias están tan lejos que no podemos observar sus cefeidas individuales, ni aun con el reflector de 5 metros de monte Palomar. Para estas galaxias tenemos que utilizar un nuevo método de medición, basado en la posibilidad de recurrir a una clase de estrellas todavía más brillantes y que pueden observarse a veces en galaxias muy distantes: las super-

gigantes del tipo O. Sabemos que la luminosidad verdadera o magnitud absoluta de tales estrellas es aproximadamente de -5 . Si somos capaces de medir su magnitud aparente deduciremos la distancia que nos separa de ellas. No obstante, este método sólo puede aplicarse a las espirales, pues las galaxias elípticas no contienen supergigantes del tipo O, y además este procedimiento no es en realidad muy exacto. Realmente el único método universal para medir la distancia a toda clase de galaxias distantes consiste en suponer que una galaxia de un tipo particular irradia tanta luz como cualquier otra galaxia del mismo tipo. Si admitimos que todas las galaxias del mismo tipo tienen la misma luminosidad verdadera, está claro que una que aparezca más luminosa será a la vez más cercana que las más débiles porque éstas estarán más alejadas. Este método de medición no dará en todos los casos resultados demasiado exactos, pues algunas galaxias de un determinado tipo pueden ser más pequeñas que las de otro y menos brillantes de lo que hemos supuesto. Un método análogo se utiliza en radioastronomía midiendo la radiación recibida en cierta longitud de onda. Así se puede conseguir una escala de distancias que se compara con la escala obtenida mediante telescopios ópticos.

PANORAMA DEL UNIVERSO

Utilizando todos estos métodos de medida los astrónomos no sólo pueden calcular a qué distancias se encuentran de nosotros las galaxias, sino también conocer las distancias que las separan entre sí. Así saben que más de la mitad de ellas parecen estar agrupadas en cúmulos. Nuestra propia Galaxia es un miembro más del denominado *Grupo Local*, que contiene por lo menos 13 galaxias. Es posible que este número deba elevarse a 16 para incluir tres espirales abiertas, aunque las distancias de las mismas son tan inseguras que la mayoría de los

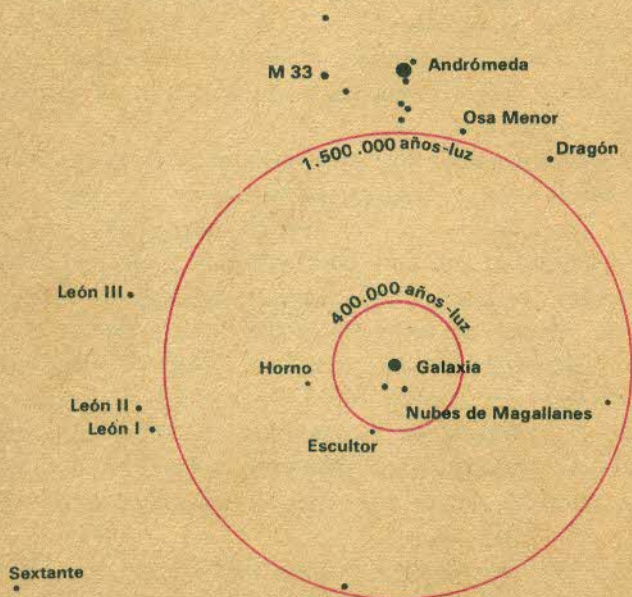
astrónomos las excluyen del Grupo Local. Actualmente se admite que el grupo contiene tres espirales, cuatro irregulares (incluyendo las dos Nubes de Magallanes), y seis elípticas. La totalidad del cúmulo constituye un óvalo achatado de casi medio millón de años-luz de espesor, un millón de años-luz de anchura y cuatro millones de años-luz de longitud. La galaxia de Andrómeda está situada cerca del centro del óvalo, mientras que nuestra Galaxia y las dos Nubes de Magallanes se encuentran en un extremo del mismo.

El cúmulo más próximo al Grupo Local está situado a 15 millones de años-luz, en la constelación de la Virgen. El grupo más distante conocido se encuentra en la constelación de la Hidra, a la enorme distancia de nosotros de 2.000 millones de años-luz. Pero el cúmulo de la Hidra no está ni mucho menos en los límites del universo, dado que los radioastrónomos han registrado galaxias situadas a una distancia vez y media el valor de aquella.

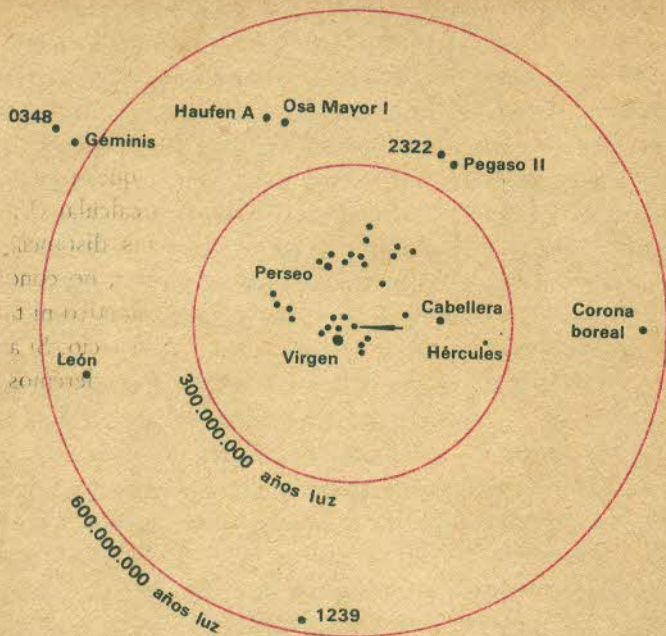
Los astrónomos y los astrofísicos también han aprendido algo sobre el inmenso espacio existente entre una galaxia y sus vecinas. Y así saben que este espacio intergaláctico contiene materia distribuida con muy poca densidad y, de vez en cuando, estrellas "desperdigadas". Además, las regiones más exteriores de algunas de las galaxias que constituyen un cúmulo parecen superponerse y entremezclarse. Quizá lo más sorprendente de todo sea el hecho de que una o dos fotografías han revelado la existencia de ciertas cintas luminosas de materia situada entre galaxias muy separadas. Estas bandas son una prueba definitiva de que los espacios intergalácticos no están vacíos.

Por muy interesante que haya sido el descubrimiento de la materia intergaláctica, su presencia plantea un difícil problema a los astrónomos cuando intentan medir las distancias de las galaxias. Ya hemos visto que la distancia de una galaxia se calcula midiendo la luminosidad de la misma, y aquí es

donde surge el problema. Cuanto mayor sea la cantidad de materia intergaláctica existente mayor será la cantidad de luz absorbida al atravesar el espacio que separa la galaxia y el observador terrestre. Esto representa el que las galaxias pueden aparecer más débiles de lo que debieran. Si conociésemos exactamente la cantidad de materia intergaláctica que existe —y cómo está distribuida en el espacio— podríamos calcular el porcentaje de luz absorbida y luego determinar las distancias a partir de los valores obtenidos. Desgraciadamente, no conocemos aún cuánta materia hay en el espacio intergaláctico ni tampoco la forma en que está distribuida por dicho espacio. Si añadimos este problema a los ya mencionados, comprenderemos en



Esta figura nos da una ligera idea de cómo están distribuidas las galaxias dentro del Grupo Local. (Nuestra Galaxia figura en el centro.)



Este dibujo está confeccionado a una escala mucho menor que el de la figura anterior. Nuestro Grupo Local es aquí sólo un puntito en el centro. Los puntitos indican cúmulos formados por menos de cincuenta galaxias. Los puntos mayores indican cúmulos de más de cincuenta galaxias.

seguida por qué los astrónomos van con tanto cuidado cuando hablan de distancias aunque sea de las galaxias más próximas. Y aun las distancias de estas últimas deben ser consideradas como provisionales.

Tal vez con el tiempo, mediante los radiotelescopios, los astrónomos lleguen a resolver el problema de las distancias. Sabemos que el polvo interestelar no afecta a las ondas radioeléctricas tanto como a las luminosas, y puede ser que ocurra lo mismo con la materia intergaláctica, que probablemente contie-

ne algo de polvo inclusive. Si es así, los radiotelescopios pueden aportar una ayuda muy considerable. Como ejemplo de su poder de penetración con respecto al polvo, basta considerar el estudio de nuestra Galaxia. Debido a la presencia de polvo en la misma, los telescopios ópticos son incapaces de fotografiar las regiones centrales del núcleo o las zonas exteriores de la Galaxia. Pero con los radiotelescopios no influye el polvo y es posible observar dichas regiones. La radioastronomía ha permitido llegar a la conclusión de que vivimos en una galaxia espiral del tipo Sb y de que el Sol y sus planetas están situados en uno de los brazos de dicha espiral.

Probablemente no toda la materia intergaláctica es polvo; una parte de la misma debe ser hidrógeno gaseoso, como el que se encuentra en el interior de nuestra Galaxia. Aunque la mayor parte de este gas es invisible para los telescopios ópticos puede ser registrado por los radiotelescopios, puesto que emite ondas radioeléctricas de 21 cm de longitud. Si el hidrógeno intergaláctico emite a una longitud de onda similar, el radiotelescopio será una vez más el instrumento más importante y preciso para estudiarlo.

En estos últimos años los radiotelescopios han mostrado su enorme importancia en el estudio de las galaxias distantes. Potentes radiofuentes situadas en regiones muy alejadas de nuestra Galaxia han sido registradas y los radioastrónomos se han preguntado en qué consisten. ¿Se trata de galaxias y, si es así, de qué clase? Algunas de estas fuentes de energía han resultado ser objetos alcanzables mediante el telescopio de 5 metros de monte Palomar, pero otros son demasiado débiles para ser fotografiados. Los que se han logrado fotografiar parecen ser galaxias, y en un caso concreto la placa muestra algo que sugiere dos galaxias en colisión. Una cosa parece definitiva: las galaxias que son potentes emisoras de ondas radioeléctricas no son necesariamente las más luminosas. Probablemente se verifica lo contrario: las galaxias brillantes no emiten ondas

radioeléctricas realmente intensas. Ello no significa que no se reciban ondas radioeléctricas de las galaxias luminosas cercanas, dado que las registramos de la galaxia de Andrómeda y de las Nubes de Magallanes.

Cualquiera que sea su distancia actual, sabemos que la mayor parte de las galaxias lejanas están situadas a miles de millones de años-luz de nosotros. Pero, ¿qué sabemos de su velocidad y dirección de su movimiento? ¿Están moviéndose todas en la misma dirección y con velocidades parecidas? Si podemos contestar estas preguntas estaremos en mejores condiciones para formarnos una imagen del universo. Desde el principio ya podemos eliminar la posibilidad de observar el movimiento de galaxias que atraviesen perpendicularmente nuestra visual. Tomemos por ejemplo la galaxia de Andrómeda; hace sólo 40 años que los astrónomos descubrieron que está situada más allá de nuestra propia Galaxia. Supongamos que dicha galaxia se moviera perpendicularmente a nuestra visual a una velocidad de 800 km/seg. En 40 años habría recorrido una distancia igual a la décima parte de un año-luz. Sabiendo que se encuentra a dos millones de años-luz de nosotros, esta "pequeña" distancia sería imposible de registrar.

Aunque no podemos ni observar un movimiento muy rápido en sentido perpendicular a nuestra visual, sí es posible medir velocidades mucho más pequeñas en dirección de dicha visual, hacia nosotros o en sentido contrario. Esto puede conseguirse recurriendo al efecto Doppler de las rayas espectrales. Y cuando aplicamos este método de medida nos encontramos con resultados muy sorprendentes. Para empezar, cada galaxia individual —excepto algunas del Grupo Local— muestra un corrimiento hacia el rojo de sus rayas espectrales, lo cual indica que casi todas estas galaxias y cúmulos de galaxias que nos rodean se alejan de nosotros hacia el espacio exterior. Además los astrónomos americanos Edwin Hubble y Milton Humason descubrieron que esta velocidad de alejamiento, o *velocidad de*

recesión, aumenta a medida que las galaxias están más lejos de nosotros. Por ejemplo, uno de los cúmulos de galaxias de la constelación de la Virgen, que se encuentra a unos 50 millones de años-luz, se aleja de nosotros a una velocidad de 1.000 km/seg. Un cúmulo de la constelación de la Osa Mayor, que casi está a 600 millones de años-luz, se aleja a una velocidad de 12.000 km/seg. Y aun otro cúmulo de galaxias de la Corona Boreal, que se encuentra a 900 millones de años-luz de nosotros, tiene una velocidad de *recesión* de 18.000 km/seg.

Estas velocidades de *recesión* son impresionantes; pero al considerar sus valores para galaxias aún más remotas nos encontramos con que son realmente indescriptibles. El cúmulo de galaxias más distante que se ha podido fotografiar —el cúmulo del Boyero, a una distancia de casi 3.500 millones de años-luz— se aleja de nosotros a una velocidad de 100.000 km/seg. Y no hay razón alguna que nos impida creer que haya galaxias más distantes, tales como las que sólo se pueden registrar con un potente radiotelescopio, que se muevan a mayores velocidades. De las observaciones realizadas los científicos han deducido la relación existente entre la distancia de una galaxia y la velocidad con que se mueve. Han resultado que para cada incremento de 5 millones de años-luz en la distancia hay un aumento de unos 150 km/seg en la velocidad. Por ejemplo, si una galaxia se aleja de nosotros a 2.000 km/seg, otra que esté 5 millones de años-luz más alejada se moverá a 2.150 km/seg.

Tales hechos nos llevan a conclusiones que pueden parecer algo extrañas, ¡por ejemplo, que hay un límite a la cantidad de universo observable por nosotros! Esto no es debido a que los telescopios no tengan el alcance necesario o a que las cámaras carezcan de la suficiente sensibilidad para fotografiar los objetos más débiles. Aunque pudiéramos continuar incrementando indefinidamente el poder separador de los telescopios o la calidad de las fotografías siempre nos encontraríamos con el mismo problema, pues éste tiene su origen precisamente en la par-

ticular forma de estar constituido el universo. Comprenderemos esto si consideramos una galaxia que se aleje cada vez más de nosotros. Por cada incremento de 5 millones de años-luz en la distancia, su velocidad de recesión aumenta en unos 150 km/seg. Veamos lo que ocurre si consideramos las galaxias del cúmulo de Boyero y continuamos alejándonos. Dichas galaxias, a 3.500 millones de años-luz, están alejándose de nosotros a una velocidad de 100.000 km/seg. Por lo tanto, si imaginamos galaxias situadas 5 millones de años-luz más allá, éstas deben tener una velocidad de 100.150 km/seg. Continuando de esta forma, las galaxias situadas 100 millones de años-luz más lejos que el cúmulo del Boyero estarán moviéndose a 103.000 km/seg. Aquellas que estén a 1.000 millones de años-luz se mueven a una velocidad de 130.000 km/seg, y aquéllas situadas a más de 6.500 millones de años-luz se desplazarán a razón de 300.000 km/seg, que es la velocidad de la luz. Luego las galaxias situadas a 6.500 millones de años-luz más lejos que el cúmulo del Boyero, o sea a unos 10.000 millones de años-luz de nosotros, serán siempre invisibles, porque las ondas luminosas y radioeléctricas que emiten nunca podrán llegar hasta nosotros. No obstante, los astrónomos están descubriendo cada día nuevos hechos que obligarán a una revisión de estos valores, de la misma manera que estos últimos fueron ya corregidos de los datos antiguos.

Todas estas consideraciones y razonamientos nos inclinan, pues, a creer que vivimos en un universo del cual sólo podemos observar una parte del mismo. Se trata de un universo en continua expansión, donde las galaxias se alejan de nosotros constantemente y en el cual las más lejanas se mueven a velocidades mayores que las más cercanas. ¿Cuál es el motivo de que todas y cada una de las galaxias se alejen de nosotros o, por lo menos, de nuestro Grupo Local? ¿Hay algo especial relacionado con nuestra Galaxia o con el Grupo Local?

Una manera de obtener la respuesta es pensar en lo que

ocurre cuando estalla una bomba. Tiene lugar una potente explosión, un relámpago luminoso, y la envoltura de la bomba se divide en millares de pequeños fragmentos que se proyectan en todas direcciones. Después de un intervalo de tiempo cortísimo los fragmentos que se muevan a mayor velocidad estarán más alejados del centro de la explosión que aquellos que se desplacen a menores velocidades. Si hubiéramos podido estar en el centro de la explosión y observado los fragmentos mediante un espectrógrafo muy sensible habríamos visto que todos presentaban un corrimiento hacia el rojo, siendo los más alejados los que presentarían un corrimiento más intenso, debido a su mayor velocidad.

A partir de este ejemplo podemos considerar en principio que el universo estalló hace mucho tiempo y que nuestra Galaxia, o el Grupo Local, estaba precisamente en el centro de la "explosión". Pero si esto hubiera sido así, ¿por qué existe aún nuestra Galaxia?, ¿qué impidió que, en la explosión, ésta se fragmentase en millares de pedazos? Si observamos la explosión de una bomba desde otro punto de vista podemos encontrar una explicación a estos interrogantes. Imaginemos que no estamos en el centro de la explosión, sino sobre un fragmento de la envoltura de la bomba, y que al estallar nos movemos hacia fuera con uno de los pedazos. Si todos los fragmentos, junto con el nuestro, se alejaban del centro de la explosión, ¿qué es lo que veríamos?

Lo primero que observaríamos no sería precisamente que nos estamos moviendo en sentido opuesto al del centro de la explosión, sino que, por el contrario, los restantes fragmentos se alejaban de nosotros. Además, si midiésemos las velocidades de dichos fragmentos, veríamos que los más alejados se movían a mayores velocidades.

Por ejemplo, supongamos que nuestro fragmento se mueve hacia fuera a 6 km/seg; que los fragmentos más rápidos que están por delante de nosotros se mueven a 10 km/seg; y que

los más lentos, que están por detrás de nosotros, se mueven a 2 km/seg. Al mirar hacia adelante veríamos los fragmentos más alejados distanciándose de nuestro propio fragmento a razón de 4 km/seg (la diferencia entre su velocidad y la nuestra); aquellos que no estuvieran tan alejados parecerían moverse más lentamente (supongamos su velocidad de 9 km/seg, con la cual ahora la diferencia de velocidades sería menor). Si después observásemos detrás de nosotros los fragmentos más distantes serían los más lentos y se apartarían de nosotros a razón de 4 km/seg (porque en este caso la diferencia de velocidades daría un valor aparente de 4 km/seg); los que no estuvieran tan alejados darían la impresión de moverse algo más lentamente (teniendo en cuenta nuestros 6 km/seg y la de aquéllos de 3 km/seg, por ejemplo). Resumiendo, independientemente del fragmento sobre el que nos situemos, los demás fragmentos parecen alejarse de nosotros.

11.420 Nuestra bomba en explosión, independientemente de que nos situemos en su centro o en uno de sus fragmentos, nos indica claramente lo que percibiríamos y lo que sucede en realidad. Todas las galaxias, excepto las que constituyen el Grupo Local, parecen estar alejándose de nosotros, de la misma manera que lo harían si realmente hubiera ocurrido una explosión cósmica hace miles de millones de años. Pero, ¿hasta qué punto podemos considerar razonable esta idea? ¿Puede ser cierto realmente que la materia que ahora constituye los planetas, las estrellas y las galaxias, y que también ocupa el espacio intergaláctico, haya estado concentrada alguna vez en un gigantesco astro que estalló?

¿CÓMO EMPEZÓ EL UNIVERSO?

Si fuera posible contestar a esta pregunta llegaríamos a resolver la gran incógnita que se ha planteado siempre el inte-

lecto humano. Sin embargo, aunque hay teorías que consideran parcialmente la formación de los planetas, las estrellas y las galaxias, otras tratan de explicar el origen del universo en su totalidad. Un conjunto de teorías quiere hacernos creer que el universo empezó con una explosión cósmica, mientras que otro asegura que este universo permanece en un estado de "continua creación", como se la denomina a veces.

El famoso astrónomo belga Georges Lemaître sugirió que hace por lo menos unos 20.000 millones de años el universo existía en la forma de un "superátomo". Este "superátomo", denominado *átomo primitivo* en la actualidad, contenía una increíble cantidad de materia muy concentrada y, además, era extraordinariamente radiactivo. Debido a su gran radiactividad este átomo primitivo se desintegró, es decir estalló, poco después de haberse formado. A partir de esta explosión se inició la expansión del universo. Más adelante la materia empezó a condensarse y aparecieron los cúmulos de galaxias. 0116

Según Lemaître la intensidad de la explosión no fue suficientemente grande como para que el universo continuara su expansión indefinidamente. Las consideraciones de Einstein sobre el comportamiento de la luz y de otras radiaciones dentro del universo llevaron a Lemaître a la conclusión de que debe existir otra clase de fuerza para mantener a las galaxias en su recíproco movimiento de separación. A esta fuerza se la llamó *repulsión cósmica* por ser la causa de que las galaxias se alejen unas de otras, asegurando Lemaître que solamente se pone de manifiesto cuando se consideran distancias realmente grandes. Si las distancias son pequeñas no se puede observar, debido a que sus efectos quedan completamente enmascarados por la gravitación, que tiende a que las cosas se acerquen entre sí. Según Lemaître, por lo tanto, fue la fuerza de la explosión inicial la que al principio determinó que las galaxias en formación se separaran entre sí. Cuando, con el transcurso del tiempo, dicha fuerza perdió su intensidad, las galaxias se habían con-

densado hasta tal punto que la mayor parte de la materia del universo ya estaba concentrada en ellas. A partir de este momento la repulsión cósmica empezó a actuar, haciendo que las galaxias continuasen separándose, tal como las observamos actualmente.

El astrofísico americano George Gamow también ha recurrido a la teoría de la "gran explosión" para explicar el origen del universo. En algunos aspectos las ideas de Gamow son más sencillas que las de Lemaître. También cree que la expansión del universo empezó cuando tuvo lugar la explosión del átomo primitivo. Gamow ha estudiado en particular la formación de los elementos químicos que encontramos en el universo y ha calculado la temperatura a que hubo de estar el superátomo para estallar. Opina que la temperatura del mismo llegó a ser tan elevada y la fuerza de la explosión tan grande que con sólo ésta el universo ya pudo expandirse indefinidamente. Por lo tanto, en la teoría de Gamow, no hay necesidad de recurrir a la repulsión cósmica de Lemaître.

El segundo grupo de teorías sobre el origen del universo no requiere la hipótesis de una explosión. Los astrónomos británicos Herman Bondi, Thomas Gold y Fred Hoyle han llegado a la conclusión de que siempre hay la misma cantidad de materia en toda la región del espacio suficientemente extensa. Pero si el universo está expandiéndose, como sugiere el movimiento de alejamiento de las galaxias, la cantidad de materia en toda región del espacio debería estar disminuyendo de modo continuo. Para evitar esta dificultad Bondi, Gold y Hoyle han sugerido que constantemente se está creando nueva materia en el espacio. Según ellos esta materia se presenta en la forma de átomos de hidrógeno. A pesar de que el porcentaje de materia recién formada en cada kilómetro cúbico es demasiado pequeño para ser registrado, el universo es tan inmenso que la cantidad total de nueva materia es suficiente para condensarse dando lugar a nuevas galaxias. Estas, a me-

dida que van apareciendo, hacen que permanezca constante la cantidad total de materia en toda región del espacio suficientemente grande.

Por lo tanto, según esta teoría, nunca varía la cantidad *total* de materia existente en toda parte del universo lo bastante extensa. Lo que se pierde en la recesión de una galaxia situada en una cierta región, se compensa con una nueva galaxia de reciente formación. Si esto es así realmente, en toda región del universo de suficiente extensión las cosas se verán siempre de la misma forma. Si pudiéramos visitar nuestra región unos 100.000 millones de años más adelante, encontraríamos la misma cantidad de materia que en la actualidad. Nuestra Galaxia y las demás que constituyen el Grupo Local se habrían separado, pero habrían sido sustituidas por otras nuevas. Dicho de otro modo, a pesar de la expansión, parece ser que el universo se mantiene en estado estacionario, y por esto las ideas de Bondi, Gold y Hoyle han constituido la denominada teoría del "estado estacionario".

Según dicha teoría, la formación de los átomos de hidrógeno se ha mantenido constante a través del tiempo. Esto quiere decir que las galaxias han estado condensándose constantemente y que, por lo tanto, por muy atrás que nos situemos en el tiempo, siempre encontraremos un universo con galaxias en expansión. Si esto es verdad, aunque parezca extraño, la totalidad del universo nunca ha tenido principio ni tendrá fin. Podremos hablar de la edad de esta o de aquella galaxia, pero no podremos hacerlo nunca de la edad del universo. ¡Este ha existido siempre y continuará existiendo eternamente!

Algunos astrónomos no están de acuerdo con la idea de que el universo permanezca en estado estacionario, de modo que los átomos de hidrógeno se produzcan constantemente. Quieren saber exactamente cómo se producen dichos nuevos átomos de hidrógeno. Por otra parte, las ideas de Lemaître y Gamow nos inclinan a hacer otra difícil pregunta. Ambas teo-

rias suponen que el universo empezó a partir de un cierto átomo primitivo. ¿Pero cómo apareció este "superátomo"?

Quizá nunca conozcamos la respuesta a estas preguntas. Actualmente podemos contestar cuestiones que habían resultado incomprensibles para los antiguos astrónomos, siendo una de las razones fundamentales el carecer de los instrumentos y de los conocimientos matemáticos de que disponemos hoy en día. Los detalles de cómo empezaron las galaxias, su existencia, cómo han seguido hasta el momento y cómo se originó el universo serán aclarados por los astrónomos del futuro. Mientras tanto hemos de contentarnos con las teorías generales expuestas en estas líneas.

EL MAS ALLA EN EL ESPACIO

Desde el comienzo de este libro hemos visto cómo la humanidad durante muchos siglos ha estado haciéndose preguntas sobre el universo. Las respuestas que encontraron, en las diferentes edades de la historia, dependían principalmente del desarrollo que hasta entonces había alcanzado la ciencia, la tecnología y las matemáticas. Lo que llegó a ser "verdad" para los hombres de una cierta época fue descartado y remplazado más adelante por nuevas "verdades" descubiertas por otros de tiempos posteriores.

La constante búsqueda de nuevas verdades científicas no tiene fin y las mismas preguntas continúan vigentes hoy en día. Aunque los hombres de ciencia han encontrado actualmente respuestas muy convincentes a preguntas tales como ¿por qué brillan las estrellas? o ¿cuál ha sido su evolución? se enfrentan ahora con más amplias cuestiones. La mayoría de tales complicados temas se ha vislumbrado solamente en estos últimos años. El antiguo astrónomo griego Hiparco, por ejemplo, no pudo preguntar por qué se expande el universo, dado que los astrónomos de su época no conocían la existencia de las galaxias ni disponían de medios para medir sus movimientos.

Cuando nos preguntamos cómo se formaron las galaxias, cómo envejecieron o cómo empezó a existir el universo, nos enfrentamos con el problema de que distintos astrónomos sugie-

ren respuestas bastante dispares, sin asegurar ninguno que su solución sea la correcta.

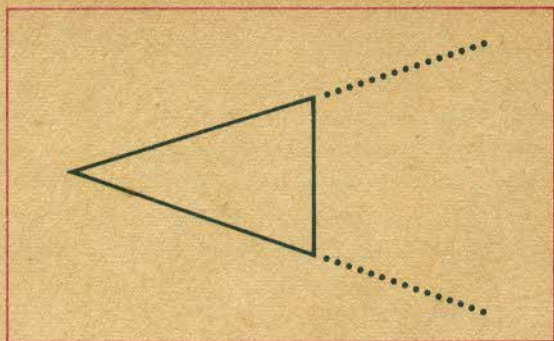
Estudiemos ahora cuáles son nuestras posibilidades de saber más acerca del universo.

Es de esperar que en los próximos años nuestros conocimientos se amplíen considerablemente. A los avances técnicos incorporados a los aparatos de observación, hay que añadir los datos que se puedan obtener de primera mano con los viajes espaciales tripulados. No se trata sólo del envío de aparatos que transmitan la información a la Tierra, sino de la presencia del hombre.

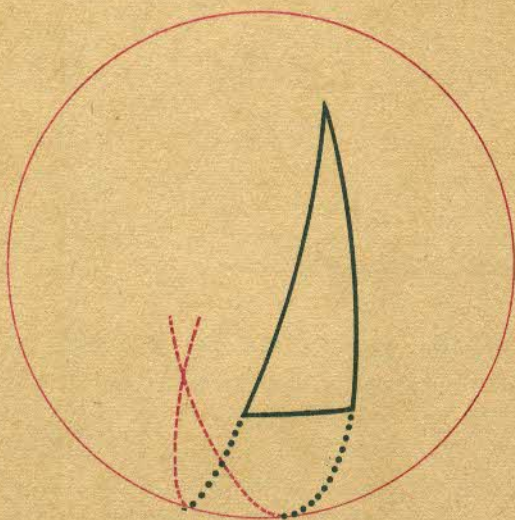
El nuevo camino iniciado por los norteamericanos con el envío del Apolo XI tripulado a la Luna es importante no sólo por la llegada del primer hombre a nuestro satélite, sino porque con él se inicia el establecimiento de una serie de bases laboratorio que van a ampliar considerablemente las informaciones sobre la misma Luna, el Sol, los planetas y las estrellas.

LA FORMA DEL ESPACIO

En el capítulo anterior decíamos que parece existir un límite para la cantidad de universo que podemos observar. Esto es debido a que las galaxias que se encuentran a más de 10.000 millones de años-luz de nosotros se adentran en el espacio a la velocidad de la luz y por ello ninguna de sus radiaciones puede llegar a la Tierra. Consideramos pues la totalidad del universo *observable* como un grandioso globo de unos 20.000 millones de años-luz de diámetro. Al preguntarnos si existen otras galaxias más allá de este universo observable, sólo podemos contestar que no lo sabemos y que quizá nunca lo sepamos. Pero asimismo diremos que parece muy probable la existencia de otras. Y nos preguntamos por lo tanto hasta dónde se extien-



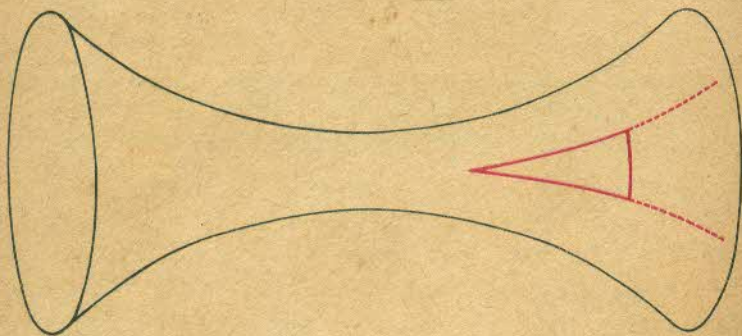
Si dibujamos un triángulo sobre una hoja de papel, la geometría que utilizamos nos es familiar. Sabemos, por ejemplo, que aun cuando prolonguemos indefinidamente dos de sus lados, éstos no llegarán a encontrarse nunca.



Si dibujamos sobre una superficie esférica (la forma de la Tierra) nuestra geometría varía. Al prolongar ahora los dos lados de un triángulo veremos primero que se separan, pero a partir de cierto momento convergen y llegan y encontrarse en el lado opuesto de la esfera.

den las galaxias en el espacio y, también, si éste continúa “indefinidamente” o termina en alguna parte.

No es nada fácil dar una respuesta, pues los astrónomos tienen poderosas razones para creer que el espacio se curva sobre sí mismo, de una forma tan especial que sólo puede describirse mediante unas matemáticas muy particulares. Supongamos que queremos ir de nuestra propia casa a otra situada en la



Sin embargo, una superficie de forma distinta exige otra nueva geometría. Esto nos ayuda a comprender por qué los astrónomos, que creen que el espacio está curvado de una manera particular, no lo pueden dibujar ni describir mediante la geometría elemental.

misma calle unas manzanas más allá. Para llegar allí del modo más rápido andamos en línea recta, ya que la experiencia nos ha enseñado que la línea recta es la distancia más corta entre dos puntos. Pero consideremos ahora que queremos viajar en sentido contrario, dando la vuelta al mundo. Sobre la superficie bidimensional de una carta de Mercator podemos dibujar nuestro trayecto como una línea recta y seguir el avance del avión en el que viajamos a lo largo de dicha línea. Pero, en realidad, el reactor en el cual volamos describe una trayectoria curvilínea, ajustándose a la curvatura de la superficie terrestre.

Aunque no existe ningún inconveniente en considerar el mundo como plano si nos interesa solamente una pequeña parte del mismo, en el caso de que se trate de una parte mayor tenemos que abandonar nuestro concepto de líneas rectas y pensar en líneas curvas.

Lo mismo sucede con el universo o cosmos. Cuando tratamos del Sistema Solar o de nuestra propia Galaxia, podemos emplear las matemáticas ordinarias para medir las distancias en línea recta y considerar las órbitas como curvas, recurriendo a la geometría elemental que aprendimos en la escuela. Además podemos medir las distancias a otras galaxias de esta misma forma, hasta el momento en que empezamos a preguntarnos hacia dónde se expansionan. Es entonces cuando nos damos cuenta de que nuestras ideas corrientes no son lo suficientemente buenas. Ello es debido a que la mayoría de nosotros basamos nuestro concepto del espacio en la observación de objetos relativamente próximos, como el Sol, los planetas y las estrellas cercanas.

Al recorrer la Tierra debemos pensar en trayectorias curvilíneas, sencillamente porque nuestro planeta es esférico. De acuerdo con las modernas ideas sobre el universo, también debemos tener en cuenta que el espacio presenta curvatura. Aunque todas las galaxias observables parecen alejarse de nosotros en línea recta, en realidad se desplazan siguiendo trayectorias curvilíneas, como lo hacen todos los objetos del espacio. Dicha curvatura es tan pequeña que no es posible detectarla mediante experiencias efectuadas en la Tierra, ni aun en observaciones llevadas a cabo en regiones "locales" del espacio. Sólo cuando consideramos las grandes distancias que se dan en el universo, de centenares de millones de años-luz, se manifiesta esta curvatura.

Si el espacio está curvado del modo que creen los astrónomos, y si todo lo que hay en él se mueve siguiendo una trayectoria curvilínea como imaginan, las cosas continuarán mo-

viéndose para siempre. Puesto que la trayectoria que describe una galaxia es curvada, nunca llegará al "borde" del espacio. Para expresarlo de otra forma, consideramos las trayectorias curvilíneas descritas por las galaxias observables más alejadas y que se cree constituyen el "borde" de "nuestro" espacio; "nuestro" espacio que no es, desde luego, todo el espacio existente. Algunos astrónomos opinan que aunque el espacio sea ciertamente muy grande, sólo hay una determinada cantidad del mismo, denominado *universo finito* para indicar que es limitado. Pero al propio tiempo creen que todas las galaxias que contiene continuarán separándose constantemente unas de otras. Esto puede suceder muy bien porque el espacio no tiene la sencilla forma de un globo, sino que está "curvado" de una manera distinta y más compleja. Dado que no somos capaces de representar esta clase de curvatura, debemos recurrir al lenguaje de los matemáticos para pensar en él.

Aunque todo esto parezca extraño, hemos de reconocer que el universo ya es extraño de por sí en diversos aspectos cuando lo medimos con nuestros patrones terrestres. Sus distancias son imaginablemente grandes y los objetos que contiene fantásticamente inmensos, por lo que no debe sorprendernos demasiado el descubrir que no somos capaces de pensar en las enormes distancias del espacio con la misma facilidad que cuando se trata de distancias terrestres. Cuando los antiguos intentaron resolver este problema también encontraron dificultades al tratar de explicar la naturaleza del espacio utilizando patrones terrestres. Una interpretación describía el universo como una gran esfera vacía con la tierra en su centro. Desde su posición geocéntrica el hombre observaba la superficie interior de la esfera, sobre la cual se desplazaban las estrellas en una proceión ininterrumpida. Pero luego surge una embarazosa pregunta de qué es lo que hay fuera de la esfera. La respuesta sólo puede ser "nada". ¿Cómo explicar este "nada" al plantearnos el problema? Meliso, un filósofo griego que vivió hacia los años

440 a. C. ya dijo: "No hay nada vacío, puesto que vacío es nada y lo que es nada no puede existir".

Si el espacio está realmente curvado el universo puede carecer de "borde", es decir, no hay final en el espacio. No es posible llegar a un "borde" del espacio, cualquiera que sea la forma en que nos movamos, de la misma manera que un barco tampoco puede llegar a un "borde" del mundo, puesto que siempre hay un nuevo horizonte. Aunque nuestra Tierra tenga un tamaño perfectamente determinado, siempre continuará habiendo mundo para ser recorrido por un barco; y para una galaxia siempre habrá más espacio en el que expansionarse. Pero debemos ser precavidos con esta afirmación. Los astrónomos no pueden estar seguros de que sea correcta esta teoría de la curvatura del espacio. Puede que no sea más correcta que la teoría de los epiciclos, que Tolomeo y sus seguidores utilizaron para explicar los movimientos aparentes de los planetas. Sin embargo, realmente se trata de la mejor teoría de que disponemos en la actualidad, y debemos aplicarla todo lo posible para describir el universo.

Al aceptar la idea de un universo en expansión pero con ciertas limitaciones —debemos recordar que nunca podremos observar galaxias situadas a más de 10.000 millones de años-luz— es necesario tener presente que nuestro conocimiento del universo se fundamenta en las observaciones efectuadas sólo en una parte del mismo. Hemos aquí, por lo tanto, con una de las mayores dificultades surgidas a raíz del conocimiento actual del universo: ¿La parte del universo que nunca podremos ver es como la que observamos? ¿El problema tiene solución? La respuesta es que no deberíamos preocuparnos demasiado, ya que los astrónomos siempre han dispuesto de unos métodos muy limitados y con ellos siempre han sacado las mejores conclusiones.

Demos un ejemplo de la marcha de esta manera de razonar. Hace unos 15 años, el astrónomo americano Ralph Bald-

win elaboró una teoría para explicar cómo se formaron los "mares" de la Luna. Dijo que hace unos 4.500 millones de años una gigantesca roca de 300 km de diámetro, que recorría el espacio a la velocidad de 2 km/seg, chocó con una fuerza extraordinaria contra la Luna, en la región denominada Mar de las Lluvias. La cantidad de energía engendrada por este impacto fue tan grande que enormes ríos de lava salieron del interior del satélite y cubrieron extensas regiones de su superficie. Aproximadamente la mitad de la cara de la Luna visible desde la Tierra estaría ocupada por estos mares de lava solidificada.

Aunque nuestros telescopios sólo muestran los mares lunares de la cara visible, los astrónomos pensaron en la posibilidad de que también existieran en la otra cara de la Luna, siempre oculta a nuestra miradas. Algunos astrónomos opinaron que este lado oculto del satélite debía tener unas características muy parecidas a las del lado visible. Pero el astrónomo americano I. M. Levitt no estuvo de acuerdo, anunciando que el lado oculto "es completamente distinto, siendo más áspero y careciendo de grandes mares". Consideró que así debía ser si la teoría de Baldwin era buena.

En el mes de octubre de 1959, cuando el Lunik III, ingenio ruso, televisó fotografías de la cara oculta de la Luna, se tuvo la confirmación de que las ideas de Levitt eran correctas.

La conclusión de todo esto es que contando sólo con unos pocos datos de observación a veces se pueden deducir ciertos hechos, aunque no siempre podamos disponer de métodos directos para demostrarlos.

¿HAY VIDA EN OTROS MUNDOS?

Hasta ahora no hemos podido observar más que nuestro propio Sistema Solar. Pero, ¿significa esto que nuestro sistema es el único o que tales sistemas son muy raros?

Sabemos que los planetas del Sistema Solar no tienen luz propia, y que sólo reflejan la que reciben del Sol. También sabemos que el Sol es una estrella, alrededor de la cual giran todos los planetas de dicho sistema. De ello podemos deducir inmediatamente que cualquier otro sistema planetario existente debe estar asociado a una estrella. La siguiente cuestión es determinar el posible tipo de estrella. Ahora ya no estamos tan seguros de la respuesta, aunque sí podemos afirmar que una gigante roja sería probablemente demasiado grande. Puesto que la atmósfera gaseosa de tales estrellas se extiende hasta muchos millones de kilómetros en el espacio, envolvería a la mayoría de los planetas que giran a su alrededor. Las estrellas de los tipos O y B son tan extraordinariamente calientes que cualquier planeta que girase a su alrededor se volatilizaría instantáneamente. Por lo tanto, parece lógico suponer que cualquier sistema planetario que exista debe pertenecer a otro tipo de estrellas del tipo G, como el Sol, o del tipo F. Pero tampoco se puede asegurar que todas las estrellas de estos tipos tengan planetas girando a su alrededor. Para enfocar mejor la cuestión es necesario considerar cómo empezó a existir nuestro sistema.

Varias teorías sugieren que los planetas se originaron accidentalmente. Algunas dicen que fue el resultado del choque con otra estrella o el paso cerca de ella. Otras suponen que hace mucho tiempo el Sol fue una de las componentes de un sistema binario y que los planetas se formaron cuando la estrella compañera se convirtió en nova o experimentó un choque con otra estrella. Cualquiera que sea la teoría que adoptemos, se supone que los planetas del Sistema Solar fueron el resultado

de una catástrofe. Si alguna de estas teorías es cierta, la formación de nuestro sistema planetario fue una simple casualidad, y el número de sistemas planetarios existentes dependería de la mayor o menor probabilidad de que tal casualidad se repitiese en el universo.

Supongamos que la probabilidad de que a otras estrellas les ocurriera una catástrofe similar sea extraordinariamente pequeña, por ejemplo en la proporción de uno a un millón. Puesto que hay más de 10.000 millones de estrellas de los tipos G y F en nuestra Galaxia, esto representa que 10.000 estrellas pueden haber experimentado una catástrofe similar, y tener por consiguiente sus propios sistemas planetarios. Y nuestra Galaxia es sólo una entre mucho millones. Por lo tanto, si alguna de estas teorías es cierta, hay una gran probabilidad de que exista un elevado número de sistemas planetarios distribuidos por el universo.

Pero también hemos visto que hay una teoría que se diferencia mucho de estas últimas al explicar el origen del Sistema Solar: la teoría según la cual los planetas son condensaciones del polvo y gas "residuales" en la formación del propio Sol. Si esta teoría es cierta, el origen de un sistema planetario no es la consecuencia de un suceso catastrófico, y parece lógico que se formen planetas alrededor de la mayoría de las estrellas a medida que éstas se vayan condensando. En tal caso existirían miles de millones de sistemas en nuestra Galaxia e innumerables millones en las galaxias del universo.

Imaginemos por un momento que existen miles de millones de sistemas planetarios. Podemos plantearnos otra cuestión, relativa a la posibilidad de que haya vida en alguno de estos planetas y, de haberla, qué clase de vida. Lo primero que hemos de aclarar es que no tenemos la seguridad de saber cuál es la respuesta correcta.

En primer lugar debemos preguntarnos qué es lo que entendemos por "vida" Sin duda alguna todos tenemos una

idea de lo que significa, pero es muy difícil expresarlo con palabras. Hasta los mismos biólogos encuentran difícil explicar qué es lo que distingue la materia viva de la muerta. Por lo tanto, para nuestro objeto, es mejor simplificar la pregunta inicial e interrogar: ¿existen en otros planetas plantas, animales o criaturas parecidas a los seres humanos?

Al llegar aquí, la astrofísica contribuye con algunos importantes hechos. El primero consiste en que los 92 elementos naturales que conocemos en la Tierra son los mismos 92 elementos que se encuentran en todo el universo. Por lo tanto, si las plantas o los animales se han desarrollado en otros planetas del universo, deben estar constituidos por los mismos elementos que encontramos en la Tierra.

Cuando estudiamos la constitución de la gran variedad de los seres vivos sobre la Tierra, observamos que sólo un elemento de los 92 existentes aparece como átomo básico en toda materia viva: este elemento es el carbono. El carbono goza de la propiedad de poder constituir moléculas gigantes, enlazándose sus átomos en cadenas inmensamente largas. A una cadena carbonada, como "columna vertebral", pueden unirse otros átomos y formar moléculas muy complejas. Estas complicadas moléculas de "columna vertebral carbonada" son las piezas fundamentales en la constitución de la materia viva. Parece, por lo tanto, que para que exista materia viva deben haber grandes y complicadas moléculas. La cuestión es saber ahora si forzosamente deben estar constituidas por carbono, o si pueden formarse con átomos de otros elementos.

Al parecer no es posible que otros elementos las constituyan. El único átomo, además del carbono, que puede dar lugar a largas cadenas es el silicio. Sin embargo, las cadenas de silicio no son tan largas como las de carbono, y si recurrimos a métodos artificiales para hacerlas más largas inmediatamente se rompen. Por lo tanto, tenemos la impresión de que nuestro átomo básico es el carbono. De esto se desprende que podemos

afirmar en seguida que hay muchos lugares en los cuales no pueden existir las plantas y los animales. Cuando la temperatura es demasiado elevada la molécula de carbono se rompe; cuando es demasiado baja no se pueden formar nuevas cadenas a partir de moléculas de la misma clase, pues todos los procesos químicos que tienen lugar en la materia viva llegan a detenerse. Así podemos asegurar, en definitiva, que ningún ser viviente, de la clase que sea, puede existir en las estrellas. La temperatura de las más frías de la serie principal es todavía de 2.000° C. La fragilidad de las moléculas de carbono frente a las altas temperaturas eliminaría también cualquier clase de vida que existiera en Mercurio, cuya cara vuelta al Sol llega a alcanzar una temperatura de 370° C, suficiente para fundir el plomo, y cuya cara oscura permanece cerca del cero absoluto. Consideremos ahora los restantes planetas del Sistema Solar.

Plutón, Neptuno y Urano parecen demasiado fríos, pues las observaciones indican que sus temperaturas oscilan entre -1.600 y -1.700° C. Saturno y Júpiter no están en mejores condiciones. Presentan densas atmósferas de metano y amoníaco, y sus temperaturas no son superiores a -135° C. Temperaturas tan bajas como éstas harían que las plantas y los animales careciesen de la energía necesaria para llevar a cabo las reacciones químicas y otros procesos imprescindibles para la vida. Por lo tanto, a menos que las temperaturas por debajo de las densas atmósferas sean mucho más altas de lo que los astrónomos suponen (lo cual parece improbable) y a menos que haya regiones donde los venenosos metano y amoníaco estén en menor proporción, debemos considerar a Júpiter y a Saturno inhabitables para cualquier género de vida.

Ya hemos eliminado a Mercurio, Plutón, Urano, Neptuno, Júpiter y Saturno; también podemos eliminar los asteroides, pues son demasiado pequeños para retener ninguna clase de atmósfera. Nos quedan sólo Marte y Venus con ciertas probabilidades. Sobre la superficie de Marte aparecen grandes zo-

nas de un color azulverdoso que cambian de tamaño a medida que se suceden las estaciones marcianas. Cerca de los polos se encuentra agua, en forma de nieve o hielo, pero las otras regiones del planeta parecen carecer de ella. En las proximidades del ecuador las temperaturas son a menudo algo superiores a la de la congelación del agua, y durante el verano llegan hasta los 20° C. Los astrofísicos han encontrado que la relativamente "delgada" atmósfera de Marte no es venenosa, aunque no la podrán utilizar los astronautas terrestres debido a su pequeña densidad y a las mínimas proporciones de oxígeno y de vapor de agua que contiene. La mayor parte de los astrónomos creen que las regiones azulverdosa son una especie de vegetación, pero esto aún no puede asegurarse.

El astrónomo americano Percival Lowell consideraba a Marte, no sin cierto romanticismo, como un planeta con seres inteligentes que en la actualidad se encuentran en las últimas etapas de su vida. Decía que, con el transcurso de los años, sus reservas de agua se agotan gradualmente. "El proceso de desecación del planeta proseguirá hasta que su suelo no pueda mantener vida alguna", escribió en su libro *Marte, el planeta habitable*. "Poco a poco, pero implacablemente, el tiempo lo pulverizará. Cuando se extinga la última chispa de vida, el planeta seguirá girando en el espacio como un mundo muerto, para siempre terminada la carrera de su evolución." Los astrónomos de hoy no admiten este punto de vista. Aunque sobre el planeta parece existir una forma de vida rudimentaria, nadie se atrevería a fijar en qué período de su evolución se encuentra actualmente.

Todo lo que podemos observar en Venus es una atmósfera espesa y cargada de nubes. Y, al contrario de cuanto ocurre con Marte, continúan siendo un misterio la naturaleza de la superficie del planeta y su velocidad de rotación. Los astrónomos no están de acuerdo en cuanto se refiere a la composición de la atmósfera y de las espesas nubes que flotan sobre ella,

aunque parece ser que hay una gran cantidad de anhídrido carbónico y algo de vapor de agua. Lo que seguramente es cierto es que la superficie del planeta, sea del tipo que sea, está probablemente muy caliente, y podría existir alguna clase de vida. Algunos astrónomos admiten que hay plantas, y otros, creyendo en la existencia de grandes océanos sobre Venus, han sugerido que muy bien puede haber peces y otros seres marinos en el planeta.

Resumiendo, todas estas consideraciones nos llevan a la conclusión de que, en definitiva, de los nueve planetas que giran alrededor del Sol, además de la Tierra, sólo Marte y Venus parecen estar en condiciones de contener seres vivos. Si nuestro sistema planetario no es excepcional, esto significa que, por término medio, uno de cada tres planetas, en cada sistema, puede presentar condiciones favorables para la vida. Por lo tanto, si no nos equivocamos al afirmar que hay miles de millones de sistemas planetarios en el universo, es muy probable que existan muchos millones de planetas con criaturas vivientes de alguna especie. Ya dijimos que en nuestra Galaxia existen por lo menos 10.000 sistemas planetarios. Luego, si por término medio contienen nueve planetas, como el Sistema Solar, ¡nuestra Galaxia puede albergar unos 30.000 planetas que presenten condiciones favorables para el desarrollo de la vida!

Puesto que es grande la probabilidad de que exista toda clase de vida en otros planetas del universo, debemos considerar la posibilidad de que en ellos haya seres inteligentes, criaturas con una inteligencia parecida a la nuestra. De nuevo ahora no podemos tener ni la más remota seguridad de acertar. Sólo podemos razonar a partir de los conocimientos adquiridos en el estudio de nuestro Sistema Solar. En éste, uno de los tres planetas capaces de tener seres vivos, alberga seres inteligentes al propio tiempo. ¿Podemos suponer, en primera aproximación, que, en cualquier otro sistema, uno de cada tres

planetas que contenga materia viva pueda ser a la vez la morada de criaturas inteligentes?

Probablemente esto es atar cabos demasiado sueltos. Las criaturas inteligentes han vivido sobre la Tierra durante un lapso de tiempo muy corto en comparación con aquel durante el cual han sido favorables las condiciones para la vida. La Tierra ha existido desde hace unos 4.500 millones de años, y los hombres con una cierta inteligencia desde hace sólo un millón de años. Si la vida en otros planetas ha evolucionado siguiendo los mismos derroteros que el nuestro, debemos preguntar cuántos, de entre los 30.000 planetas que presentan condiciones favorables para la vida, se encuentran en el mismo período de evolución que la Tierra. Nuevamente estamos ante un callejón sin salida; cualquier valor que diéramos sería una hipótesis.

Todo lo que podemos afirmar es que, si los planetas se forman normalmente cuando las estrellas se condensan, en nuestra Galaxia hay muchos más sistemas planetarios de lo que hemos supuesto; y los que contienen seres inteligentes deben contarse por centenares y hasta por millares. Y en todo el universo el número debe ser de millones. El hombre no está solo en el universo. La dificultad estriba en que todavía no hemos sido capaces de probarlo. Además, no podemos decir qué estrellas tienen planetas en los que puedan vivir seres inteligentes. ¿Hay alguna forma de saberlo?

Los radioastrónomos han sugerido que tal vez podamos comunicarnos con dichos seres mediante la radio. Lo que tendríamos que hacer es enviar una serie de señales radiadas y esperar la contestación. Primero deberíamos decidir en qué dirección tendrían que enviarse tales mensajes. Lo mejor sería emitirlos en dirección a algunas estrellas parecidas al Sol en edad, tamaño y temperatura. También tendríamos que escoger una estrella que estuviera lo suficientemente próxima, por dos razones. Primero, queremos que nuestro radiomensaje sea recibido con la mayor intensidad posible, y cuanto más

cercanos estén la estrella y sus planetas más fuerte será la señal recibida. Segundo, debe ser lo más corto posible el tiempo transcurrido entre el envío de nuestro mensaje y la recepción de su respuesta. Aunque escojamos la estrella muy próxima α Centauri, por lo menos tardaríamos nueve años en recibir la respuesta. A la velocidad de la luz nuestro mensaje radiado tardará cuatro años y medio en recorrer los 40.000.000.000.000 de kilómetros que hay hasta α Centauri, y luego otros cuatro años y medio para que la respuesta llegue hasta nosotros, además del tiempo que tardarán los habitantes de α Centauri en descifrar nuestro mensaje y redactar su contestación. ¡Si escogiéramos una estrella demasiado alejada, los astrónomos que enviaran el mensaje no vivirían lo suficiente como para recibir la respuesta!

Dado que desconocemos el lenguaje que puedan emplear los seres inteligentes de otros planetas, hemos de concretar la clase de mensaje que podríamos enviarles. Si son lo suficientemente inteligentes como para construir un radiotelescopio capaz de recibir nuestras señales, conocerán probablemente las matemáticas. Por lo tanto, en principio, nuestro mensaje podría consistir en una sucesión de pulsaciones de ondas radioeléctricas, por ejemplo, media docena a intervalos de medio segundo. Después de una pausa, quizá de medio minuto, la misma sucesión de pulsaciones podría enviarse de nuevo.

Esta sencilla clave podría repetirse durante uno o dos días, pero cambiando periódicamente el número de pulsaciones de una sucesión, primero seis, luego diez, después seis, a continuación diez, y así sucesivamente.

De este modo los radioastrónomos de un planeta que captasen estas sucesiones se darían cuenta de que eran provocadas por otros seres inteligentes, semejantes a ellos. Tras conocer nuestra existencia, transmitirían mensajes similares y aún más complejos hacia nosotros. La aritmética elemental, seguida de la matemática superior, constituiría un primer idioma interes-

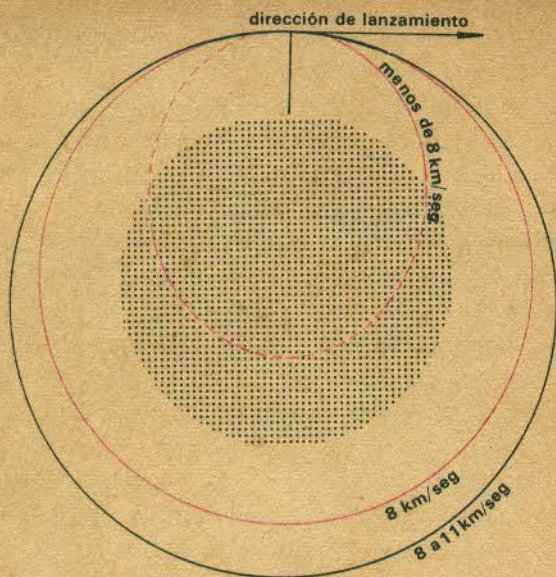
telar que nos permitiría comunicarnos con los seres de otros planetas.

Desde luego, todas estas consideraciones se fundan en una serie de cosas que damos por seguras. Suponemos que otros seres inteligentes tendrán un cierto grado de desarrollo científico, que se interesarán por la astronomía y que estarán suficientemente adelantados en la ciencia y en la técnica de la radio como para construir radiotelescopios. También suponemos que estarán a la escucha con las mismas longitudes de onda que emplearemos nosotros, y que cuando reciban nuestro mensaje creerán importante el contestar. Por ahora no disponemos de un radiotelescopio suficientemente potente como para que podamos efectuar esta labor eficazmente. Aunque seguramente pronto lo tendremos, de momento el escaso valor científico de este proyecto no lo hace demasiado indicado como para gastar mucho tiempo y dinero en él.

LOS OBSERVATORIOS ESPACIALES

Existen también otras interesantes posibilidades en fase de experimentación. El envío de observatorios al espacio ha hecho posible que por vez primera los astrónomos puedan observar el cielo sin que les moleste la atmósfera terrestre. Se trata de observatorios totalmente automáticos que incluso pueden repararse mediante órdenes emitidas desde la Tierra, a la que retransmiten todas sus observaciones. Al conseguir telescopios que trabajen fuera de la atmósfera terrestre, se podrá estudiar todo el intervalo de radiaciones electromagnéticas emitidas por el Sol y por las demás estrellas, en vez de registrar sólo una pequeña parte del mismo.

El telescopio no sólo fotografía el cielo directamente, sino que también puede utilizarse para efectuar observaciones mediante un espectroscopio. Los espectros obtenidos se envían



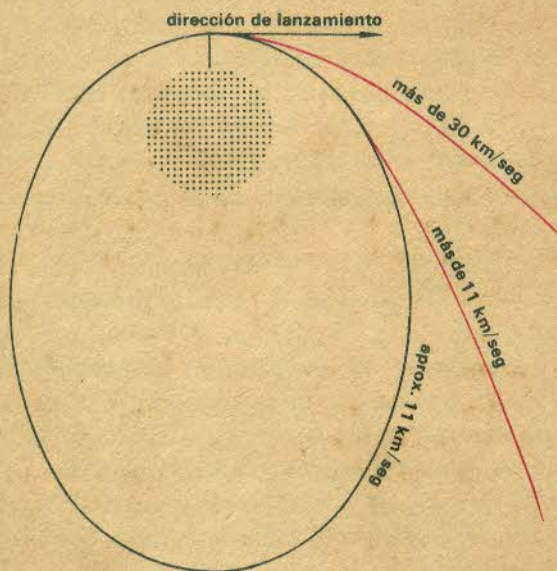
Los observatorios espaciales recogen datos de las radiaciones que no pueden llegar a la superficie de la Tierra. Si lanzamos un observatorio a una velocidad menor de 8 km/seg, cae de nuevo a la Tierra. Si se envía a 8 km/seg, gira alrededor de la misma describiendo una órbita circular.

a la Tierra de forma parecida a como se hace con las fotografías telescópicas ordinarias. El observatorio que transporta todo este equipo es totalmente automático, pero si lo desean los astrónomos pueden alterar su programa desde la Tierra por medio de un control remoto. Una vez puesto en órbita, el satélite puede enviarnos información durante un largo intervalo de tiempo, pues su energía eléctrica se engendra mediante baterías solares.

El radiotelescopio también es automático y capaz de ser dirigido desde la Tierra por control remoto. Una de sus características es que permite al operador variar la longitud de onda en la que trabaja. Ello hace posible el estudiar las distintas

regiones del cielo a muy diversas longitudes de onda, muchas de las cuales no pueden llegar a los radiotelescopios terrestres debido a la atmósfera que nos rodea.

Una de las mayores dificultades que siempre han tenido los astrónomos es que nuestra atmósfera nunca está tranquila, con sus continuas corrientes de aire frío y caliente, y de polvo. Esto representa que en los telescopios ordinarios las imágenes de las estrellas y de los planetas no están nunca quietas más de una fracción de segundo. El movimiento no es muy grande, particularmente en los grandes observatorios de montaña, pero



A velocidades superiores a los 8 km/seg, pero inferiores a los 11 km/seg, describirá una elipse. (Cuanto más grande sea la velocidad más alargada será la elipse.) A velocidades aún mayores se moverá según una curva que no se cierra sobre sí misma.

sí es suficiente para disminuir el detalle que un astrónomo puede conseguir en una fotografía, ya que se necesita un cierto tiempo para exponer una placa. Esto es particularmente notable en las fotografías de los planetas. Por muy potentes que sean el telescopio y la cámara utilizados, la fotografía siempre resulta borrosa y nunca muestra tanto detalle como el conseguido mirando directamente a través del telescopio.

Con telescopios colocados fuera de la atmósfera terrestre se eliminan todos los problemas debidos al polvo y a los movimientos del aire. Más aún, se puede fotografiar la corona solar mucho más fácilmente y hasta mucho más grande de lo que puede conseguirse en los mejores coronógrafos situados en las más altas montañas. Ello se debe a que en el espacio, donde no hay atmósfera que disperse la luz del Sol, se puede observar la corona con toda su intensidad cuando se bloquea la imagen del disco solar. Además los telescopios situados en órbita alrededor de la Tierra pueden estudiar la misma fase desde fuera, suministrando con ello nueva información relativa a la alta atmósfera.

Por otra parte, la llegada del hombre a la Luna ha permitido no sólo la recolección de muestras del suelo lunar para su posterior estudio en la Tierra, sino, lo que es mucho más importante, la instalación de laboratorios muy completos que han empezado ya a transmitir información a la Tierra. La relativa facilidad con que el hombre viaja a la Luna y la adaptación demostrada en los viajes realizados hasta la fecha, hacen pensar en la gran utilidad que para el futuro tiene nuestro satélite como plataforma de lanzamiento para lanzarse a la exploración de los demás planetas.

Antes de que finalice este siglo probablemente los hombres habrán aterrizado sobre Venus y Marte. También podemos esperar que logren volver a la Tierra y traer consigo descripciones exactas de estos planetas, muestras de los materiales que los constituyen y los seres vivos que hayan encon-

trado, junto con fotografías de lo que hayan visto. Los viajes a través del espacio duran mucho tiempo. Unos pocos días para llegar a la Luna, cuatro meses para llegar a Venus, siete meses y medio para situarse sobre Marte. Para llegar hasta Júpiter se tardarían cinco años y 45 hasta Plutón. ¿Pero podrán los astronautas explorar alguna vez los planetas de otras estrellas y hasta visitar un día otras galaxias?

Desgraciadamente, la respuesta parece ser negativa.

No porque el hombre no sea capaz de diseñar un vehículo espacial lo bastante bueno para realizar tales travesías, sino por la sencilla razón de que la tripulación no viviría lo suficiente para recorrer las enormes distancias en cuestión. Aunque los técnicos del futuro consiguieran construir naves espaciales capaces de desarrollar velocidades próximas a la de la luz (300.000 km/seg), un viaje de ida y vuelta a la brillante estrella Aldebarán duraría 114 años. Una excursión análoga para visitar Antares requeriría 720 años. Y estas distancias representan sólo una pequeña fracción del diámetro total (100.000 años-luz) de nuestra propia Galaxia. Un viaje de ida y vuelta a la galaxia espiral más próxima, la de Andrómeda, requeriría cerca de cuatro millones de años. Por lo tanto, de no descubrirse algo muy diferente y extraordinario sobre el espacio o el tiempo —algo ajeno por completo a los dominios de la ciencia actual— los viajes espaciales de tan larga duración tripulados por el hombre no se podrán realizar nunca.

Aunque esto sea así, no hay motivo para desilusionarse. Nuestro conocimiento del espacio se ampliará a miles de millones de años-luz mediante las pruebas espaciales, lanzando al exterior observatorios desde la Tierra. Es aquí donde realmente se apoyan nuestras esperanzas de aprender y explorar el universo. Y ésta es la prometedora aventura que ya hemos empezado.

LOS PLANETAS DEL SISTEMA SOLAR

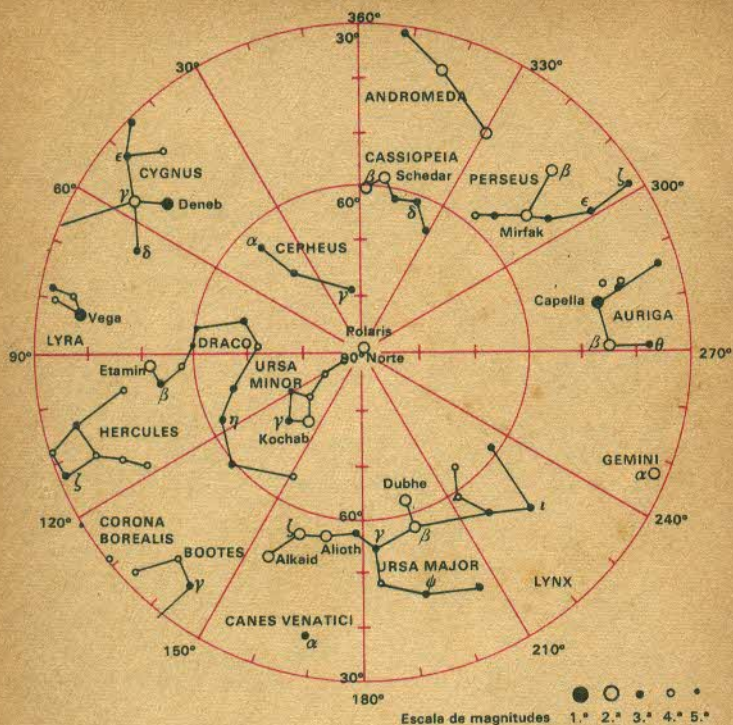
	Distancia media al Sol en millones de kilómetros	Angulo del ecuador con la órbita	Tiempo empleado en una órbita
MERCURIO	58	23° 7' ?	88 días
VENUS	108,1	32° ?	224 $\frac{3}{4}$ días
TIERRA	149,5	23° 27'	365 $\frac{1}{4}$ días
MARTE	227,6	24°	687 días
JUPITER	777,7	3° 4'	11,86 años
SATURNO	1.425,7	26° 44'	29,46 años
URANO	2.867,2	98°	84,01 años
NEPTUNO	4.492,3	28° 48'	164,79 años
PLUTON	5.895,3	?	247,7 años

	Período de rotación	Diámetro ecuatorial (kilómetros)	Masa (Tierra = 1)
MERCURIO	88 días	4.988	0,06
VENUS	?	12.389	0,82
TIERRA	23h 56m	12.754	1
MARTE	24h 37m	6.758	0,11
JUPITER	9h 51m	142.718	318
SATURNO	10h 14m	120.845	95,2
URANO	10h 39m	46.983	14,6
NEPTUNO	14h 0m	44.569	17,3
PLUTON	6d 9h?	13.998	0,9 ?

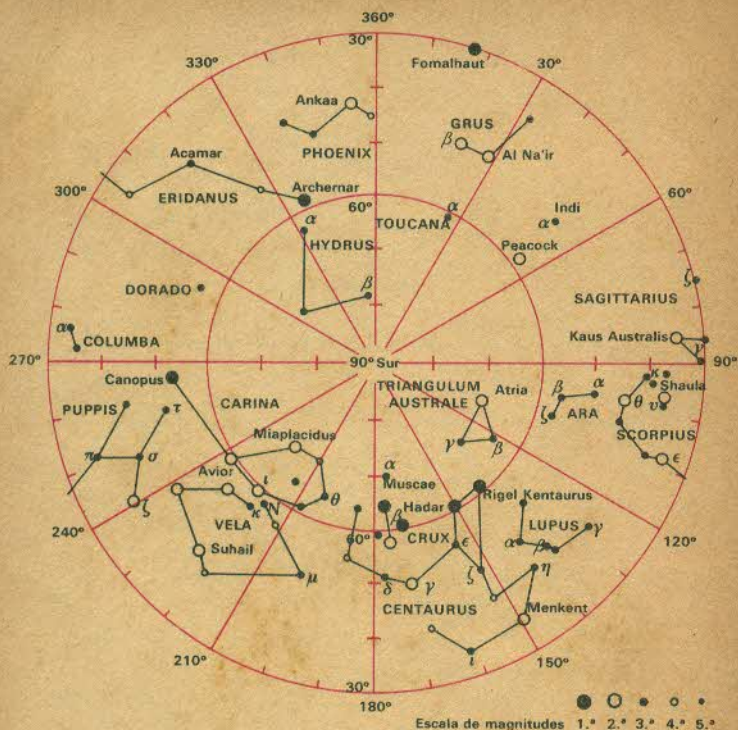
LOS SATELITES DE LOS PLANETAS

	Distancia media al centro del planeta (miles de kilómetros)	Período de revolución (días)	Diámetro (kilómetros)*
MERCURIO			
Sin satélites			
VENUS			
Sin satélites			
TIERRA			
Luna	384	27,32	3.475
MARTE			
Fobos	9,3	0,32	167
Deimos	23	1,26	87
JUPITER			
V Amaltea	180	0,5	160
I Io	421	1,77	3.250
II Europa	670	3,55	2.880
III Ganymedes	1.069	7,15	5.020
IV Callisto	1.884	16,69	4.456
VI	11.476	250,57	807
VII	11.737	259,65	327
X	11.856	263,55	menos de 16
XII	21.238	631,1	menos de 16
XI	22.526	692,5	menos de 16
VIII	23.490	738,9	menos de 16
IX	23.652	758	menos de 16
SATURNO			
Mimas	186	0,94	482
Enceladus	238	1,37	643
Tethys	294	1,89	965
Dione	378	2,74	965
Rhea	526	4,51	1.303
Titán	1.221	15,94	4.794
Hyperion	1.480	21,28	(160)
Iapetus	3.560	79,33	(804)
Phoebe	12.957	550,45	(160)
URANO			
Miranda	123	1,41	(321)
Ariel	191	2,52	(804)
Umbriel	217	4,14	482
Titania	437	8,71	965
Oberón	587	13,46	804
NEPTUNO			
Tritón	353	1,88	3.700
Nereid	5.568	359,4	3217
PLUTON			
Sin satélites conocidos			

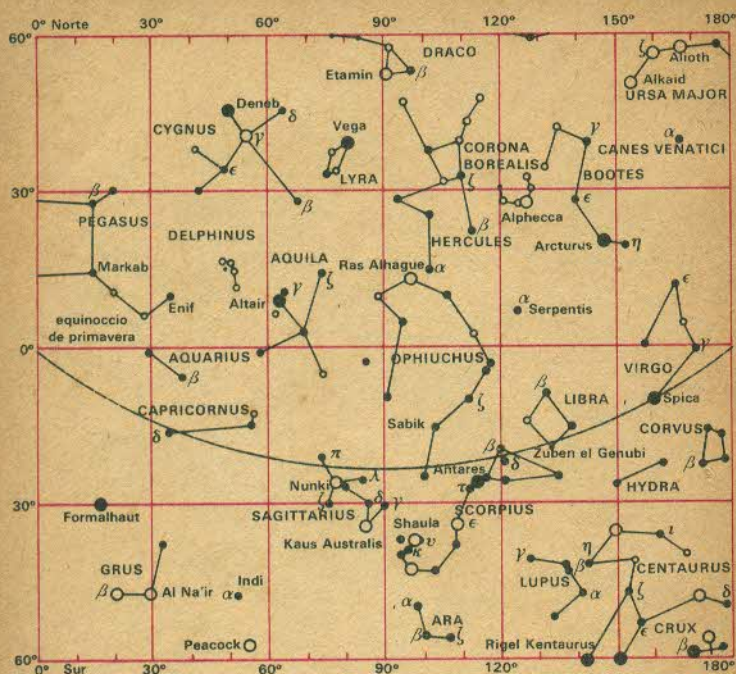
* Las cifras, sobre todo las encerradas entre paréntesis, son aproximadas, ya que los diámetros de los satélites son difíciles de medir exactamente.



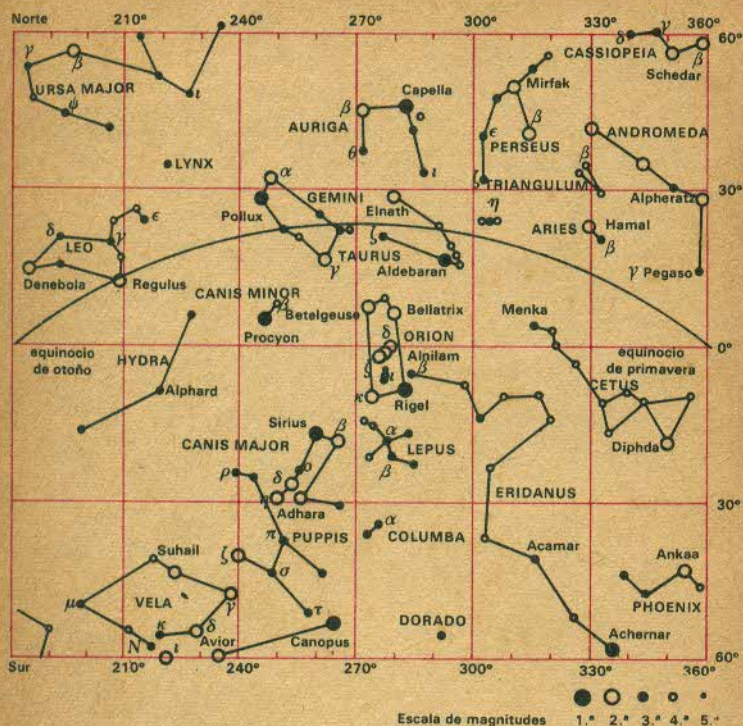
Los mapas dibujados sobre una superficie plana presentan cierta deformación de la bóveda celeste, que es curva. Aquí se ven las estrellas alrededor del polo norte celeste. Las situadas en el círculo interno se extienden hasta los 60° norte (30° del polo); las del círculo externo, hasta los 30° norte (60° del polo). Si hubiese un tercer círculo que alcanzase hasta el ecuador celeste (90° del polo), las constelaciones contenidas en él estarían mucho más deformadas.



Aquí se ven las estrellas alrededor del polo sur. Las más lejanas están a 30° sur del ecuador celeste ó 60° del polo.



Este mapa muestra las estrellas situadas a 60° norte y 60° sur del ecuador celeste. Si lo alargásemos hacia el norte y el sur, se produciría una importante deformación. La línea curva indica la eclíptica, esto es, el paso aparente del Sol entre las estrellas fijas.



LAS VEINTE ESTRELLAS MAS BRILLANTES

ESTRELLA (Constelación)	Magnitud aparente	Color
SIRIO (Canis Major)	-1.43	Blanco
CANOPUS (Carina)	-0.73	Amarillento
α CENTAURI (Centauro)	-0.27	Amarillento
ARTURO (Boyero)	-0.06	Anaranjado
VEGA (Lira)	0.04	Blanco azulado
CAPELLA (Cochero)	0.09	Amarillento
RIGEL (Orión)	0.15	Blanco azulado
PROCIÓN (Canis Minor)	0.37	Amarillento
ACHERNAR (Eridanus)	0.53	Blanco azulado
BETELGEUSE (Orión)	variable	Rojizo
β CENTAURI (Centauro)	0.66	Blanco azulado
ALTAIR (Aguila)	0.80	Blanco
ALDEBARAN (Toro)	0.85	Anaranjado
ACRUX (Crux)	0.87	Blanco azulado
ANTARES (Escorpión)	0.98	Rojizo
ESPIGA (Virgen)	1	Blanco azulado
FOMALHAUT (Piscis australis)	1.16	Blanco
POLLUX (Géminis)	1.16	Anaranjado
DENEB (Cisne)	1.26	Blanco
β CRUCIS (Crux)	1.31	Blanco azulado

